

ACTUALITÉS SCIENTIFIQUES ET INDUSTRIELLES

141

EXPOSÉS D'ASTRONOMIE STELLAIRE

Publiés sous la direction de
M. HENRI MINEUR

Astronome à l'Observatoire de Paris
Maître de Recherches

III

PHOTOGRAPHIE STELLAIRE

Mesure photographique
des positions et des magnitudes des étoiles

PAR

H. MINEUR



PARIS

HERMANN & C^{ie}, ÉDITEURS

6, Rue de la Sorbonne, 6

1934

LIBRAIRIE SCIENTIFIQUE HERMANN ET C^{ie}

6, rue de la Sorbonne, Paris V^e

Actualités Scientifiques et Industrielles

Série 1929 :

I. L. DE BROGLIE. La crise récente de l'optique ondulatoire.	
II. G. FOEX. Les substances mésomorphes, leurs propriétés magnétiques.	
III. BLOCH EUGÈNE. Les atomes de lumière et les quanta.	
IV. L. DUNOYER. La cellule photo-électrique et ses applications.	
V. G. RIBAUD. Le rayonnement des corps incandescents.	
VI. Lt.-Colonel JULLIEN. Applications du courant électrique à la réalisation d'instruments de musique.	
VII. BLOCH LÉON. Structure des spectres et structure des atomes.	
VIII. V. KAMMERER. Les hautes pressions de vapeur.	
IX. R. MESNY. Les ondes dirigées et leurs applications.	
Conférences réunies en un volume.....	35 fr.

Série 1930 :

X. G. RIBAUD. Température des flammes	5 fr.
XI. J. CABANNES. Anisotropie des molécules. Effet Raman.....	8 fr.
XII. P. FLEURY. Couleurs et colorimétrie.....	5 fr.
XIII. G. GUTTON. Les ondes électriques de très courtes longueurs et leurs applications	4 fr.
XIV. P. DAVID. L'électro-acoustique	5 fr.
XV. L. BRILLOUIN. Les statistiques quantiques	5 fr.
XVI. F. BALDET. La constitution des comètes	5 fr.
XVII. G. DARMOIS. La structure et les mouvements de l'univers stellaire.	3 fr.

Série 1931 :

XIX. A. PÉRARD. La haute précision des mesures de longueur.....	5 fr.
XX. P. AUGER. L'effet photo-électrique des rayons X dans les gaz....	5 fr.
XXII. F. PERRIN. Fluorescence, durée élémentaire d'émission lumineuse.	5 fr.
XXIII. M. DE BROGLIE. Désintégration artificielle des éléments par bombardement des rayons alpha	5 fr.
XXV. J.-J. TRILLAT. Les applications des rayons X à l'étude des composés organiques	5 fr.
XXVI. J.-J. TRILLAT. L'état liquide et les états mésomorphes.....	5 fr.
XXVII. PH. LE CORBEILLER. Les systèmes auto-entretenus et les oscillations de relaxation.....	8 fr.
XXVIII. F. BEDEAU. Le quartz piézo-électrique, ses applications à la T. S. F.....	5 fr.
XXIX. E. DARMOIS. L'hydrogène est un mélange : Ortho et parahydrogène.....	5 fr.
XXX. R. AUDUBERT. Les piles sensibles à l'action de la lumière.....	8 fr.

Série 1932 :

(Voir quatrième page de la couverture).

B. S. Mhavalay

ACTUALITÉS SCIENTIFIQUES ET INDUSTRIELLES

141

EXPOSÉS D'ASTRONOMIE STELLAIRE

Publiés sous la direction de

M. HENRI MINEUR

Astronome à l'Observatoire de Paris
Maître de Recherches

III

PHOTOGRAPHIE STELLAIRE

Mesure photographique
des positions et des magnitudes des étoiles

PAR

H. MINEUR



PARIS

HERMANN & C^{ie}, ÉDITEURS

6, Rue de la Sorbonne, 6

—
1934

Tous droits de traduction, de reproduction et d'adaptation
réservés pour tous pays.

COPYRIGHT 1934 BY LIBRAIRIE SCIENTIFIQUE HERMANN ET C^{ie},
PARIS.



PRÉFACE

CE fascicule a pour but d'exposer sous une forme immédiatement utilisable les méthodes de détermination des positions et des magnitudes des étoiles par la photographie. En dehors de ces méthodes je me suis borné à citer les catalogues de magnitudes qui présentent un intérêt pour l'étude de la statistique stellaire.

Henri MINEUR.



INTRODUCTION



Nous exposons dans ce fascicule les méthodes photographiques de mesure des positions et des magnitudes stellaires.

Rappelons d'abord les caractères des catalogues stellaires.

Positions des étoiles

La position d'une étoile est fixée par son ascension droite α et sa déclinaison δ , rapportés à un équinoxe choisi. On peut classer les catalogues d'étoiles en deux catégories d'après la nature des opérations effectuées pour obtenir les positions stellaires :

Catalogues fondamentaux.

Catalogues de positions relatives.

Le caractère essentiel d'un catalogue fondamental est le suivant : On rapporte directement les étoiles du catalogue à l'équinoxe de l'époque, par l'observation simultanée des étoiles et du soleil. Un tel catalogue ne peut être établi que par des observations méridiennes. Les catalogues fondamentaux présentent un très grand intérêt pour l'étude des mouvements stellaires et nous aurons l'occasion de revenir sur leur établissement au cours de cette série d'exposés.

Les catalogues de positions relatives donnent au contraire les positions des étoiles par rapport à d'autres étoiles, de positions connues par ailleurs, et servant ainsi de base au catalogue.

En pratique un catalogue de positions relatives donne les coordonnées α et δ des étoiles rapportées à un certain équinoxe (ou leurs coordonnées rectilignes X et Y), mais cette détermination a été faite en deux opérations : la première consiste à déterminer

la figure formée par les astres à un déplacement près de la sphère céleste sur elle-même. La seconde opération consiste à utiliser les positions connues des étoiles de base par rapport à un équinoxe pour obtenir les positions des étoiles du catalogue par rapport à ce même équinoxe.

Il est important de bien distinguer ces deux opérations car la détermination des positions relatives se fait en général avec une précision supérieure à celle avec laquelle on connaît les positions des étoiles de base ; et, sans reprendre la première opération, on en peut toujours modifier les résultats finaux en perfectionnant la position des étoiles de base.

On peut dresser un catalogue de positions relatives avec un instrument méridien ou par la photographie. Nous ne décrirons pas les méthodes de détermination des positions stellaires au moyen des instruments méridiens, ces méthodes ont été exposées si souvent qu'elles sont devenues classiques, et on en trouvera un exposé détaillé dans le tome II du *Traité d'Astronomie* d'Andoyer.

Nous nous étendrons au contraire sur les méthodes photographiques de mesure des positions stellaires qui ont été plus rarement exposées en détails.

La Photographie du ciel. — Les photographies stellaires s'obtiennent en plaçant une plaque photographique au foyer d'un instrument, et en maintenant cet instrument dirigé durant toute la pose vers le même point du ciel.

L'instrument peut être un télescope ou un réfracteur, mais, dans ce dernier cas, l'objectif doit être achromatisé pour les rayons qui impressionnent la plaque photographique ($0,435\mu$). Un objectif visuel, achromatisé pour la longueur d'onde $0,550\mu$, ne conviendrait pas.

La détermination du foyer se fait par tâtonnements, le châssis photographique est fixé sur une monture que l'on peut enfoncer plus ou moins dans l'instrument. Il suffit de photographier une région du ciel avec divers enfoncements de la monture et de chercher quelle est la position qui donne les images les plus nettes pour les étoiles les plus faibles du cliché.

Un instrument photographique doit être monté équatorialement, durant la pose un mouvement d'horlogerie l'entraîne et le maintient dirigé vers la même étoile.

Comme les poses sont parfois longues, il importe de vérifier que l'instrument suit bien les étoiles, car le mouvement d'horlogerie peut fonctionner irrégulièrement et la réfraction relève plus ou moins les astres dans le cours de l'observation ; dans le cas d'un mauvais entraînement il faut faire les rectifications nécessaires.

De plus, il faut pouvoir diriger l'instrument vers les astres que l'on désire photographier, en d'autres termes, il faut pouvoir faire exactement le calage.

On a imaginé pour cela deux procédés :

1) *Le procédé de la lunette guide.* — Il consiste à adjoindre à la lunette photographique une seconde lunette, munie d'un oculaire visuel et d'un micromètre, et dont l'axe optique est à peu près parallèle à celui de la première. Le micromètre comprend deux fils fins perpendiculaires, il ne peut tourner autour de l'axe optique de l'instrument, mais on peut déplacer l'ensemble des fils et de l'oculaire, par rapport à la lunette, parallèlement au mouvement diurne et perpendiculairement à cette direction ; ces déplacements se lisent sur des tambours gradués ; désignons par x et y respectivement les lectures de ces tambours exprimées en minutes et comptées à partir du centre du champ.

Lorsqu'on veut photographier un cliché centré sur un point de coordonnées α_0, δ_0 on cherche sur une carte ou sur un catalogue, près de ce point, une étoile, appelée étoile guide, assez brillante pour être vue facilement dans la lunette guide ; soient α, δ , ses coordonnées. Il suffit de placer les tambours dans les positions $x = (\alpha - \alpha_0) \cos \delta_0$ et $y = \delta - \delta_0$, de trouver l'étoile et de l'amener au point de rencontre des fils du micromètre par déplacement de tout l'instrument. Le cliché est calé avec une précision suffisante.

Une fois la pose commencée, il faut regarder constamment dans la lunette guide ; si l'étoile guide ne reste pas au point de croisée des fils on l'y ramène en agissant sur les rappels en α et δ qui donnent à tout l'instrument de petits déplacements. Le rappel en α est généralement un différentiel intercalé sur le mouvement d'horlogerie, et le rappel en δ est une simple vis, qui permet de déplacer la lunette par rapport à l'axe de déclinaison.

C'est sur ce principe que sont basés les premiers instruments photographiques, la planche I montre quelques détails de l'instrument de la carte du ciel, qui comprend une lunette guide.

Cette disposition présente un inconvénient :

En théorie, la lunette photographique et la lunette guide sont invariablement liées l'une à l'autre, mais en pratique l'ensemble présente des flexions inévitables dues à l'élasticité des tubes. Ces flexions varient avec la position de l'instrument et par conséquent dans le cours d'une pose. Si les deux lunettes fléchissaient de la même quantité, cela n'aurait pas d'inconvénient, mais en général il n'en est pas ainsi ; cette flexion différentielle a pour conséquence que, même si on maintient la lunette guide constamment dirigée vers l'étoile guide, l'image de celle-ci dans la lunette photographique ne vient pas se former au même point de la plaque durant toute la pose. L'image d'un astre au lieu d'être un point (ou plus exactement un cercle), est donc une petite courbe. De plus les étoiles très faibles n'apparaissent pas sur la photographie, car l'énergie lumineuse, qu'elles envoient, ne s'accumule plus en un point de la plaque.

A vrai dire, cette flexion n'a pas d'effet sensible près du méridien et lorsque la pose ne dépasse pas 30 minutes. Mais, si on veut poser deux heures et dans un angle horaire de trois heures, il est nécessaire de déterminer la flexion, d'en dresser des tables par angle horaire et déclinaison, et de modifier les lectures x et y du micromètre durant la pose, d'après ces tables.

Par exemple, l'instrument de la carte du ciel de l'Observatoire de Paris, présente une flexion qui atteint $3''$ entre le méridien et l'angle horaire — 3 heures.

2) *Méthode de l'oculaire latéral.* — L'inconvénient que nous venons de signaler devient très grave, lorsque l'instrument photographique est un télescope et lorsque le miroir de celui-ci se déplace dans sa monture ; aussi un second procédé tend-il à se généraliser :

L'instrument ne comprend qu'une lunette ou qu'un télescope, le châssis photographique est placé au foyer de l'instrument sur une monture mobile par rapport au tube et, à côté du châssis, fixés à la même monture, se trouvent deux oculaires visuels, munis de fils micrométriques. La monture est susceptible de trois mouvements :

Un mouvement de translation, parallèle au mouvement diurne,

Un mouvement de translation perpendiculaire au précédent,

Un mouvement de rotation autour de l'axe optique.

On suit une étoile dans chaque oculaire, et durant la pose on

agit sur les mouvements de façon à maintenir les deux étoiles aux points de rencontre des fils, dans les deux oculaires. Ainsi dans le procédé de la lunette guide « on suit » en déplaçant toute la lunette d'un seul bloc, dans le second procédé on déplace seulement le châssis photographique par rapport au reste de l'instrument. Le premier procédé suppose que toutes les parties de l'instrument sont parfaitement rigides et c'est là l'origine des défauts qu'il présente.

Images des étoiles. — Les étoiles se présentent sur les clichés sous la forme de taches circulaires noires, à bords nets, si l'émulsion est bonne et l'atmosphère calme, à bords flous et irréguliers dans le cas contraire. Les images ne sont bien rondes qu'au centre du cliché, si la mise au point est bonne, et si l'observateur a suivi convenablement l'étoile guide pendant la prise du cliché ; sur les bords de la plaque on obtient au contraire de petites ellipses. Si au contraire la pose a été mal suivie, toutes les images se trouvent déformées.

L'image d'une étoile est d'autant plus grande que celle-ci est plus brillante et que la pose a été plus longue.

Il faut se garder de considérer cette image comme la tache de diffraction de l'étoile dans l'instrument, l'exemple suivant le montre nettement : La tache centrale de diffraction dans un instrument de 40 centimètres d'ouverture correspond à un diamètre angulaire de $0'',5$. Or, au bout de 30 minutes de pose, la tache donnée sur une plaque photographique par une étoile de 9^e grandeur correspond à un diamètre de $10''$ à $20''$. L'image photographique déborde largement la tache de diffraction.

L'image photographique est due à deux causes principales :

L'agitation atmosphérique déplace rapidement et irrégulièrement les images dans le plan focal de l'instrument.

L'émulsion et le verre de la plaque photographique diffusent la lumière de l'image stellaire dans toutes les directions et étendent ainsi l'impression photographique aux parties de la plaque voisines de l'image géométrique de l'étoile.

On observe enfin autour des images centrales des étoiles brillantes un anneau, dont le bord intérieur est net et dont le bord extérieur est dégradé.

Cet anneau n'est pas un anneau de diffraction, il est produit

par la réflexion totale de la lumière sur la paroi antérieure de la plaque photographique.

La dimension d'une image stellaire dépend de l'éclat de l'étoile et de la durée de la pose. L'image est d'autant plus étendue que l'étoile est plus brillante et la pose plus longue. Nous montrerons plus loin comment la mesure de ces images permet de déterminer les magnitudes stellaires.

Rappelons que, si f est la distance focale d'un instrument en centimètres, une minute d'arc sur la sphère céleste est représentée dans le plan focal par une longueur de :

$$f \frac{2\pi}{360 \times 60} = 0,000291 \cdot f \cdot \text{cm.}$$

Ainsi, si la distance focale est 3 m. 43, une minute est représentée par 1 millimètre du cliché.

Le champ d'un instrument photographique n'est limité que par la mauvaise qualité des images à partir d'une certaine distance du centre du cliché. Dans le cas d'un objectif composé de deux lentilles, il est bon, pour étendre le champ, de réaliser la mise au point non pas au centre de la plaque mais sur un cercle ayant pour centre ce point et pour rayon le quart du champ que l'on veut avoir. L'instrument de la carte du ciel, qui emploie des plaques 16×16 cm, a un champ de 2° de côté.

Détermination des positions des étoiles d'après un cliché

La photographie stellaire est un excellent moyen de déterminer les coordonnées relatives α et δ des étoiles. Donnons quelques détails sur ces déterminations :

Soient α_0, δ_0 les coordonnées d'un point m_0 voisin du centre du cliché, m_0x la tangente au cercle de déclinaison de m_0 , m_0y la tangente au cercle horaire de ce point. m_0x et m_0y sont dans le plan tangent (P) à la sphère céleste en m_0 . Soit m un point de la sphère céleste voisin de m_0 , la droite om qui joint le centre o de la sphère céleste et le point m , perce le plan P en un point M. Les coordonnées x, y de M par rapport aux axes m_0x, m_0y , s'appellent « coordonnées standard » de m .

La trigonométrie sphérique nous apprend à calculer x et y en fonction de α , δ , α_0 , δ_0 , ou α , et δ en fonction de x , y , α_0 , δ_0 .

Considérons maintenant deux axes rectangulaires M_0X , M_0Y , tracés sur le cliché et soient X , Y , les coordonnées de l'image de m .

Si M_0 était l'image de m_0 , si M_0X était l'image de m_0x , si le cliché était exactement perpendiculaire à l'axe optique de l'instrument pendant la pose et si la réfraction ne déformait pas la sphère céleste, on aurait :

$$\begin{aligned}x &= X \\y &= Y.\end{aligned}$$

Il suffirait donc de connaître α_0 et δ_0 et de mesurer les coordonnées X et Y d'une étoile sur le cliché au moyen d'une machine, pour en déduire ses coordonnées α , δ .

En pratique, aucune des conditions ci-dessus énoncées n'est réalisée exactement, mais elles le sont toutes à peu près, et on démontre sans peine que x et y sont fonctions linéaires de X et Y :

$$\begin{aligned}x &= X + aX + bY + c \\y &= Y + a'X + b'Y + c'.$$

a , b , c , a' , b' , c' , sont des quantités petites, appelées constantes du cliché.

On les détermine en choisissant sur le cliché au moins trois étoiles, dites étoiles de repère, de coordonnées α , δ connues. On calcule les coordonnées standard x et y de ces étoiles et on mesure leurs X et Y ; on détermine les constantes a , b , c , a' , b' , c' , au moyen des équations correspondantes.

En pratique il est bon de prendre un grand nombre (16 par exemple) d'étoiles de repère, et de résoudre les équations ainsi obtenues par la méthode des moindres carrés.

Ces constantes étant connues, pour obtenir les coordonnées α et δ d'une étoile du cliché :

on mesure son X et son Y ;

on calcule à partir de X et Y ses coordonnées standard x et y au moyen des formules précédentes ;

on en déduit α et δ .

En définitive, les mesures photographiques de position des étoiles sont basées sur les mesures méridiennes d'étoiles du cliché dites étoiles de repère. C'est ainsi que la détermination des cons-

tantes des 22.000 clichés du catalogue photographique exige la connaissance des positions méridiennes de près de 300.000 étoiles.

La photographie permet, une fois les constantes du cliché calculées avec les α et δ de 16 étoiles, d'obtenir les positions précises des milliers d'étoiles qui figurent parfois sur un cliché. Elle permet également de perfectionner les positions des étoiles de repère.

Détails pratiques. — La mesure de X et de Y se fait de la manière suivante : On imprime sur le cliché un réseau de traits au moyen d'un châssis à réseau ; ce châssis est fermé du côté de la gélatine par une plaque de verre argentée et par conséquent opaque, sur laquelle on a tracé au moyen d'une machine à diviser un réseau de traits parallèles, transparents, espacés de 5 millimètres par exemple. Ce réseau très bien construit donne sans erreurs appréciables les coordonnées de ses divers traits.

Avant de faire la pose, on place le cliché dans ce châssis à réseau et on l'éclaire par de la lumière parallèle. De cette manière on trouve après développement les traits du réseau imprimés sur la plaque et des repères qui donnent l'orientation du cliché.

On place le cliché à mesurer dans une machine comprenant un microscope à oculaire micrométrique. Au moyen du micromètre on pointe successivement l'étoile à mesurer et les traits voisins du réseau, on déduit par une règle de trois les coordonnées X et Y de l'étoile.

La précision obtenue dans ces mesures dépend principalement de la longueur focale de l'instrument avec lequel on a pris le cliché comme le montre la figure 1. On améliore cette précision en plaçant devant la plaque une lentille corrigeant de la coma comme l'a fait Ross ⁽¹⁾.

Nous allons indiquer maintenant comment on peut effectuer le calcul des constantes d'un cliché.

(1) F. E. Ross, *Astrometry with mirrors and lenses* *Astroph. Journ.* vol. 77, n° 4, p. 243, 1933.

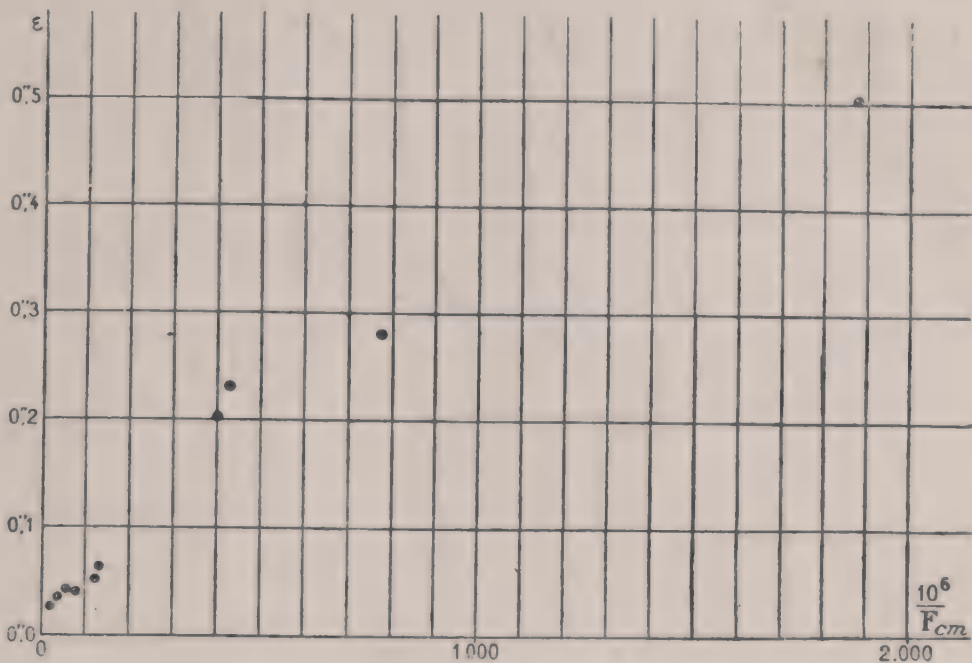


Fig. 1

Abcisses : Inverse de la distance focale F en cm., multiplié par 10^6 .
Ordonnées : Erreur moyenne d'une détermination de position stellaire par la photographie avec un instrument de distance focale F .
On a représenté sur ce graphique les points correspondants aux instruments suivants (d'après F. E. Ross) :

Instrument	Ouverture (mm.)	Distance focale (cm.)	Erreur moyenne d'une position (0'',001)
100 inch Cass. (M ^t Wilson)	2.500	4.106	27
60 inch Cass. (M ^t Wilson).....	1.500	2.508	36
100 inch Newt. (M ^t Wilson).....	2.500	1.291	40
60 inch Newt. (M ^t Wilson).....	1.360	762	63
Id. avec lentille correctrice.....	1.500	774	52
Réfracteur de 40 inch (Yerkes).....	1.000	1.936	41
Réflecteur de 24 inch (Yerkes).....	600	236	236
Id. avec lentille correctrice.....	600	250	201
10 inch Bruce (Yerkes).....	250	129	280
3 inch Bruce (Yerkes).....	75	53	503

On remarque que l'erreur des mesures est inversement proportionnelle à F .

Calcul des coordonnées standard d'une étoile à partir de α et δ . — Soient : m_0 un point de la sphère céleste de coordonnées α_0, δ_0 .

m_0x la tangente au cercle de déclinaison de m_0 et m_0y la tangente au méridien de ce point.

M un point du plan tangent à la sphère en m_0 , et m le point où la droite OM perce la sphère céleste.

x, y , les coordonnées de M par rapport aux axes m_0x, m_0y appelées coordonnées standard.

α, δ les coordonnées de la direction oM .

Nous résoudrons les deux problèmes suivants :

Calculer x, y , en fonction de $\alpha, \delta, \alpha_0, \delta_0$;

Calculer α, δ , en fonction de x, y, α_0, δ_0 .

Considérons pour cela les axes auxiliaires

ox' dirigé suivant om_0 ;

oy' perpendiculaire à ox' dans le méridien du point m_0 ;

oz' perpendiculaire aux précédents.

Soient α', δ' les coordonnées de la direction OM dans ces axes.

Par rapport à ceux-ci la droite OM a pour équation :

$$\frac{x'}{\cos \alpha' \cos \delta'} = \frac{y'}{\sin \alpha' \cos \delta'} = \frac{z'}{\sin \delta'}.$$

L'équation du plan tangent en m_0 est $x' = 1$ et dans ce plan

$$\begin{aligned} x &= y' \\ y &= z'. \end{aligned}$$

On a donc :

$$\begin{cases} x = \operatorname{tg} \alpha' \\ y = \operatorname{tg} \delta' \sec \alpha'. \end{cases}$$

Le calcul de x, y , se ramène donc à celui de α' et δ' c'est-à-dire à un changement de coordonnées sur une sphère.

Le nouveau système est défini par oz' qui a pour coordonnées

$$\alpha_0, \delta_0 + \frac{\pi}{2} \text{ ou si on préfère } \alpha_0 + \pi, \frac{\pi}{2} - \delta_0.$$

La transformation s'obtient en appliquant les formules classiques de la trigonométrie sphérique au triangle $z z' m$:

$$\begin{cases} \sin \delta' = \sin \delta \cos \delta_0 - \cos \delta \sin \delta_0 \cos (\alpha - \alpha_0) \end{cases} \quad (1)$$

$$\begin{cases} \frac{\sin \alpha'}{\cos \delta} = \frac{\sin (\alpha - \alpha_0)}{\cos \delta'}, \end{cases} \quad (2)$$

$$\begin{cases} \cos \delta' \cos \alpha' = \sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta \cos \delta_0 \cos (\alpha - \alpha_0), \end{cases} \quad (3)$$

La première s'écrit :

$$\sin \delta' = \sin (\delta - \delta_0) + \cos \delta \sin \delta_0 [1 - \cos (\alpha - \alpha_0)].$$

Première approximation :

Si on suppose m et m_0 voisins et si on néglige les termes du second degré en $\alpha - \alpha_0$ et $\delta - \delta_0$ on a :

$$\begin{cases} \delta' = \delta - \delta_0 = y, \\ \alpha' = (\alpha - \alpha_0) \cos \delta_0 = x. \end{cases}$$

Deuxième approximation :

Les formules (1) et (3) nous incitent à poser :

$$\begin{cases} m \cdot \sin M = \sin \delta, \\ m \cdot \cos M = \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0). \end{cases}$$

elles s'écrivent alors :

$$\begin{aligned} \sin \delta' &= m \sin (M - \delta_0), \\ \cos \delta' \cdot \cos \alpha' &= m \cos (M - \delta_0). \end{aligned}$$

On en déduit y :

$$y = \operatorname{tg} \delta' \sec \alpha' = \operatorname{tg} (M - \delta_0),$$

la formule (2) devient en y remplaçant $\cos \delta'$ par la valeur précédente :

$$\operatorname{tg} \alpha' = \frac{\sin (\alpha - \alpha_0) \cos \delta \sec (M - \delta_0)}{m},$$

Remplaçons m par son expression :

$$m = \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0) \sec M,$$

on a :

$$x = \operatorname{tg} \alpha' = \operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) \cos M \sec (M - \delta_0).$$

En résumé x et y sont donnés par le système :

$$\begin{aligned} \operatorname{tg} M &= \operatorname{tg} \delta \cdot \sec (\alpha - \alpha_0), \\ x &= \operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) \cos M \sec (M - \delta_0), \\ y &= \operatorname{tg} (M - \delta_0), \end{aligned}$$

Pratique du calcul. — Remarquons que M est voisin de δ et posons :

$$M = \delta + \varepsilon,$$

ε est donné par :

$$\log \operatorname{tg} (\delta + \varepsilon) = \log \operatorname{tg} \delta + \log \sec (\alpha - \alpha_0),$$

c'est-à-dire en secondes d'arc par :

$$\varepsilon = \frac{\log \sec (\alpha - \alpha_0)}{\text{différ. tabul. de } \log \operatorname{tg} \delta \text{ pour var. de } 1''},$$

x s'écrit :

$$x = (\alpha - \alpha_0) \cdot \cos M \cdot \frac{\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0)}{(\alpha - \alpha_0)} \cdot \sec \varepsilon,$$

si $(\alpha - \alpha_0)$ est exprimé en secondes de temps et x en minutes d'arc :

$$x = (\alpha - \alpha_0)_{\text{sec}} \cdot \cos M \sec \varepsilon \frac{\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0)}{(\alpha - \alpha_0)_{\text{sec}} \sin 1'}.$$

Enfin posons :

$$M - \delta_0 = \eta,$$

et

$$\Delta\eta = \operatorname{tg} \eta - \eta,$$

on a :

$$y = \eta + \Delta\eta,$$

En résumé on fait successivement les calculs suivants :

$$\begin{aligned} \varepsilon &= \frac{\log \sec (\alpha - \alpha_0)}{\text{differ. tab. pour } 1'' \text{ de } \log \operatorname{tg} \delta} \\ M &= \delta + \varepsilon, \\ \eta &= M - \delta_0, \\ x &= (\alpha - \alpha_0)_{\text{sec}} \cdot \cos M \cdot \sec \varepsilon \frac{\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0)}{(\alpha - \alpha_0)_{\text{sec}} \sin 1'} \\ \Delta\eta &= \operatorname{tg} \eta - \eta, \\ y &= \eta + \Delta\eta. \end{aligned}$$

On simplifie le calcul au moyen des 4 tables suivantes :

A) Donnant $\log \sec (\alpha - \alpha_0)$ en unités de la 7^e décimale, l'argument $\alpha - \alpha_0$ étant donné en temps.

B) Donnant :

$$A = \log \frac{\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0)}{(\alpha - \alpha_0)_{\text{sec}} \sin 1'},$$

avec 7 décimales en fonction de $(\alpha - \alpha_0)$ en temps ou

$$A = \log \frac{\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0)}{(\alpha - \alpha_0)} + 1,397940.$$

C) Donnant $\log \sec \varepsilon$ en fonction de ε en unités de la 4^e décimale (unité 1').

D) Donnant $\Delta\eta$ en fonction de η .

Calcul des constantes. — On adopte pour α_0, δ_0 un point voisin du centre du cliché et on choisit n étoiles de repère réparties dans les quatre quadrants du cliché. Il importe de

posséder des α et δ aussi exacts que possible de ces étoiles et de tenir compte de leurs mouvements propres si cela est possible, car c'est de l'exactitude des α et δ des étoiles de repère que dépend principalement celle des constantes du cliché.

On calcule les coordonnées standard x et y de chaque étoile de repère et on mesure leurs coordonnées X, Y sur le cliché. On a ainsi n équations telles que :

$$x - X = a + bX + cY.$$

Pour résoudre ces équations par rapport à a, b, c , ajoutons les membre à membre :

$$\frac{1}{n} \sum (x - X) = a + b \frac{1}{n} \sum X + c \frac{1}{n} \sum Y,$$

tirons a de cette équation et portons la valeur ainsi obtenue dans les n équations primitives, celles-ci deviennent :

$$b\xi + c\eta = u,$$

en posant :

$$\begin{aligned} \xi &= X - \frac{1}{n} \sum X, & \eta &= Y - \frac{1}{n} \sum Y, \\ u &= x - X - \frac{1}{n} \sum (x - X), & v &= y - Y - \frac{1}{n} \sum (y - Y). \end{aligned}$$

Les équations normales sont alors :

$$\begin{aligned} b \sum \xi^2 + c \sum \xi\eta &= \sum \xi u, \\ b \sum \xi\eta + c \sum \eta^2 &= \sum \eta u. \end{aligned}$$

on en déduit b, c , puis a , les équations qui donnent b', c', a' , se déduisent des précédentes en y remplaçant u par v .

Une fois les constantes obtenues, on calculera les résidus :

$$R(x) = x - X - a - bX - cY,$$

et on vérifiera que leurs valeurs sont inférieures aux erreurs des X, Y, α et δ .

Calcul de l'ascension droite et de la déclinaison d'une étoile d'un cliché à partir des x et y . — Nous supposons que l'étoile figure sur un cliché dont on a calculé les constantes.

La connaissance de ces dernières permet de calculer les coor-

données standart x, y , de l'étoile par rapport à un centre connu α_0, δ_0 .

Le problème revient donc à calculer α, δ en fonction de x, y .

Employons les notations du paragraphe précédent. On a :

$$\begin{cases} x = \operatorname{tg} \alpha', \\ y = \operatorname{tg} \delta' \sec \alpha', \end{cases}$$

d'autre part le triangle $m z z'$ donne :

$$\begin{cases} \sin \delta = \sin \delta' \cos \delta_0 + \cos \delta' \sin \delta_0 \cos \alpha', \\ -\cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0) = \sin \delta_0 \sin \delta' - \cos \delta' \cos \delta_0 \cos \alpha', \\ \cos \delta \sin (\alpha - \alpha_0) = \sin \alpha' \cos \delta'. \end{cases}$$

Posons :

$$\begin{aligned} \sin \delta' &= m_1 \sin M_1 \\ \cos \delta' \cos \alpha' &= m_1 \cos M_1. \end{aligned}$$

Les équations s'écrivent :

$$\begin{cases} \sin \delta = m_1 \sin (\delta_0 + M_1), \\ \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0) = m_1 \cos (\delta_0 + M_1), \\ \cos \delta \sin (\alpha - \alpha_0) = \sin \alpha' \cos \delta'. \end{cases}$$

Des premières on déduit :

$$\operatorname{tg} M_1 = \operatorname{tg} \delta' \sec \alpha' = y.$$

Des secondes :

$$\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) = \sin \alpha' \cos \delta' \sec (\delta_0 + M_1) \frac{1}{m_1},$$

or :

$$m_1 = \cos \delta' \cos \alpha' \sec M_1,$$

donc :

$$\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) = \operatorname{tg} \alpha' \sec (\delta_0 + M_1) \cos M_1,$$

or :

$$x = \operatorname{tg} \alpha',$$

donc :

$$\operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) = x \sec (\delta_0 + M_1) \cos M_1,$$

enfin :

$$\operatorname{tg} \delta = \operatorname{tg} (\delta_0 + M_1) \sec (\alpha - \alpha_0).$$

Ces formules se résument dans le système :

$$\begin{cases} \operatorname{tg} M_1 = y, \\ \operatorname{tg} (\alpha - \alpha_0) = x \sec (\delta_0 + M_1) \cos M_1, \\ \operatorname{tg} \delta = \operatorname{tg} (\delta_0 + M_1) \sec (\alpha - \alpha_0). \end{cases}$$

En pratique on remarque que M_1 est petit et voisin de y , on posera :

$$M_1 = y - \Delta y,$$

où :

$$\Delta y = y - \frac{\text{arc tg } y}{\sin 1'} \text{ est donné par une table.}$$

On aura ainsi y , Δy et M_1 en '.

x étant exprimé en ' :

$$\text{tg } (x - \alpha_0) = x \sec (\delta_0 + M_1) \cos M_1 \sin 1'.$$

On calculera $\log \text{tg } (x - \alpha_0)$ par cette formule, $\log (\cos M_1 \sin 1')$ est donné par une table d'argument M_1 .

Une table donne :

$$U = \log \frac{x - \alpha_0}{\text{tg } (x - \alpha_0)} \text{ en fonction de } \log \text{tg } (x - \alpha_0),$$

On en déduit :

$$\log (x - \alpha_0) = \log \text{tg } (x - \alpha_0) + U.$$

Enfin pour avoir δ remarquons que :

$$\log \text{tg } \delta = \log \text{tg } (\delta_0 + M_1) + \log \cos (x - \alpha_0),$$

$\log \cos (x - \alpha_0)$ est une petite quantité négative. On écrira :

$$\delta = \delta_0 + M_1 + \varepsilon' \quad \text{avec} \quad \varepsilon' = \frac{\log \cos (x - \alpha_0)}{\text{differ. de } \log \text{tg } \delta \text{ pour } 1''},$$

ε' est toujours négatif.

Signalons qu'on trouve souvent au début des catalogues photographiques des tables facilitant considérablement le calcul des α , δ à partir des x , y .

Influence de la précession sur les constantes d'un cliché. — La précession ne modifie évidemment pas les coordonnées X , Y des étoiles sur les clichés, elle ne modifie que les constantes. Les coordonnées α_0 , δ_0 du centre se trouvent modifiées et les axes standard subissent simplement une rotation autour du centre.

On sait que les coordonnées α_0 , δ_0 du centre vérifient le système :

$$(4) \quad \begin{cases} \frac{d\alpha_0}{dt} = m + n \text{tg } \delta_0 \sin \alpha_0, \\ \frac{d\delta_0}{dt} = n \cos \alpha_0. \end{cases}$$

Considérons un point α, δ très voisin de α_0, δ_0 , ses coordonnées standard sont :

$$(5) \quad \begin{cases} x = (\alpha - \alpha_0) \cos \delta_0 \\ y = \delta - \delta_0. \end{cases}$$

Leurs variations sont donc :

$$\begin{aligned} \frac{dx}{dt} &= \left(\frac{d\alpha}{dt} - \frac{d\alpha_0}{dt} \right) \cos \delta_0 - \sin \delta_0 \frac{d\delta_0}{dt} (\alpha - \alpha_0) \\ \frac{dy}{dt} &= \frac{d\delta}{dt} - \frac{d\delta_0}{dt}. \end{aligned}$$

Les quantités $\frac{d\alpha}{dt}$ et $\frac{d\delta}{dt}$ sont données par des formules analogues à (4), où on remplacerait α_0 et δ_0 par α et δ , on en déduit :

$$\begin{aligned} \frac{dx}{dt} &= n[\operatorname{tg} \delta \sin \alpha - \operatorname{tg} \delta_0 \sin \alpha_0] \cos \delta_0 + n \cos \alpha_0 \sin \delta_0 (\alpha - \alpha_0) \\ \frac{dy}{dt} &= n[\cos \alpha - \cos \alpha_0]. \end{aligned}$$

Ou, en remplaçant les différences entre parenthèses par les infiniments petits équivalents et en exprimant ceux-ci au moyen de x et y tirés des formules (5) :

$$\begin{cases} \frac{dx}{dt} = n \sin \alpha_0 \sec \delta_0 \cdot y. \\ \frac{dy}{dt} = -n \sin \alpha_0 \sec \delta_0 \cdot x. \end{cases}$$

On en déduit que l'angle Ω des axes standard à l'époque t' avec les axes standard d'une époque origine t est défini par :

$$\frac{d\Omega}{dt} = -n \sin \alpha \sec \delta$$

On en déduit :

$$\begin{aligned} \alpha_0(t') - \alpha_0(t) &= \alpha_1(t' - t) + \frac{\alpha_2}{2}(t' - t)^2, \\ \delta_0(t') - \delta_0(t) &= \delta_1(t' - t) + \frac{\delta_2}{2}(t' - t)^2, \\ \Omega(t') &= \Omega_1(t' - t) + \frac{\Omega_2}{2}(t' - t)^2. \end{aligned}$$

avec :

$$\begin{aligned} \alpha_1 &= m + n \operatorname{tg} \delta_0 \sin \alpha_0, \\ \alpha_2 &= \frac{dm}{dt} + \operatorname{tg} \delta_0 \sin \alpha_0 \frac{dn}{dt} + mn \operatorname{tg} \delta_0 \cos \alpha_0 + n^2 \sin \alpha_0 \cos \alpha_0 (1 + 2 \operatorname{tg}^2 \delta_0) \\ \delta_1 &= n \cos \alpha_0, \\ \delta_2 &= \frac{dn}{dt} \cos \alpha_0 - mn \sin \alpha_0 - n^2 \operatorname{tg} \delta_0 \sin^2 \alpha_0. \end{aligned}$$

$$\Omega_1 = -n \sin \alpha_0 \sec \delta_0,$$

$$\Omega_2 = -\frac{dn}{dt} \sin \alpha_0 \sec \delta_0 - mn \cos \alpha_0 \sec \delta_0 - 2n^2 \sin \alpha_0 \cos \alpha_0 \sin \delta_0 \sec^2 \delta_0.$$

$$m = + 46'',085 = + 3^s,0726 \quad \frac{dm}{dt} = 0,000018$$

$$n = + 20'',047 = + 1^s,3365 = + 0,0000972 \text{ rad.} \quad \frac{dn}{dt} = 0'',000085.$$

Pour tenir compte de la précession il suffit donc d'appliquer celle-ci au centre α_0, δ_0 et de faire tourner les axes standard de Ω ; les modifications correspondantes de a, b, c, a', b', c' s'obtiennent par les formules classiques de rotation des axes.

On voit donc que les catalogues en coordonnées rectilignes sont d'un maniement plus commode que les catalogues en coordonnées équatoriales.

Mesure des magnitudes

Définition. — Soit E l'intensité lumineuse provenant d'un astre et reçue par un observateur terrestre.

La magnitude ou grandeur m satisfait aux conditions suivantes :

1) Si E et E' sont les intensités lumineuses de deux astres, m et m' , leurs magnitudes, $m' - m$ est une fonction de $\frac{E}{E'}$:

$$m' - m = f\left(\frac{E}{E'}\right).$$

et lorsque l'éclat d'un astre est multiplié par un facteur constant, sa magnitude est augmentée d'une quantité constante.

2) L'éclat des étoiles de magnitude $m + 5$ est 100 fois plus faible que celui des étoiles de magnitude m .

3) Les étoiles de type spectral AO de magnitude 5,5 voisines du pôle nord ont par convention la magnitude qui figure dans les catalogues de Harvard. Ces étoiles servent de zéro à l'échelle des magnitudes.

De la condition 1 on déduit sans peine que m est de la forme :

$$m = A \log E + \text{const.}$$

La condition 2 donne A car :

$$m' - m = 5 \quad \text{pour} \quad \frac{E'}{E} = \frac{1}{100},$$

d'où : $A = -2,5.$

Ainsi :

$$m = -2,5 \log E + \text{const.}$$

ou, en prenant pour unité d'éclat l'éclat d'une étoile de magnitude zéro :

$$m = -2,5 \log E$$

$$E = 10^{-0,4 m}$$

On en déduit que les étoiles de magnitude m sont $10^{0,4} = 2,512$ fois plus brillantes que les étoiles de magnitude $m + 1$.

Le tableau ci-dessous donne l'éclat correspondant aux diverses magnitudes :

Magnitude	0	1	2	3	4	5	6	7
Éclat	1,0	0,398	0,158	0,063	0,025	0,010	0,00398	0,00158

Addition des étoiles. — Imaginons que les images de deux étoiles de magnitudes m_1 et m_2 se superposent sur la rétine de l'observateur ou sur une plaque photographique, en sorte qu'on croit n'observer qu'une seule étoile. Quelle est la magnitude m de celle-ci ? La réponse est facile :

$$10^{-0,4 m} = 10^{-0,4 m_1} + 10^{-0,4 m_2}.$$

Posons :

$$10^{-0,4 \mu} = 1 + 10^{-0,4(m_2 - m_1)},$$

On a :

$$m = m_1 + \mu.$$

La quantité μ , qui ne dépend que de $m_2 - m_1$, a été réduite en tables.

Diverses catégories de magnitudes

Pour que la définition précédente de m soit exempte d'ambiguïté, il faut définir le récepteur qui sert à mesurer l'éclat.

En effet les divers récepteurs (œil humain, plaques photographiques), utilisés pour recueillir les radiations envoyées par les astres, ne mesurent pas l'énergie totale reçue.

L'œil, par exemple, n'est sensible qu'aux radiations visibles et il est inégalement sensible pour les diverses couleurs.

Aussi faut-il considérer que, dans la définition précédente, E désigne non pas l'énergie lumineuse de l'astre, mais seulement la partie de cette énergie, qui est absorbée par le récepteur.

Il y a donc autant de sortes de magnitudes que de récepteurs, et pour un même astre les diverses magnitudes sont différentes.

Par exemple une étoile de type spectral B et une étoile de type spectral M de mêmes magnitudes visuelles n'auront pas la même magnitude photographique, car l'étoile B plus riche en radiations violettes et ultraviolettes sera plus brillante pour la plaque photographique que l'étoile M dont la lumière est surtout jaune et rouge. Soit $f(\lambda) d\lambda$ l'énergie du spectre d'une étoile dans la région $\lambda, \lambda + d\lambda$. Soit $a(\lambda)$ le coefficient d'absorption du récepteur pour cette longueur d'onde.

La partie de la lumière de l'étoile de longueur d'onde $\lambda, \lambda + d\lambda$ apporte à E la contribution $f(\lambda) a(\lambda) d\lambda$, on a donc :

$$E = \int_0^{+\infty} f(\lambda) a(\lambda) d\lambda.$$

D'autre part l'énergie rayonnante totale est :

$$E_{\text{totale}} = \int_0^{+\infty} f(\lambda) d\lambda.$$

On voit donc qu'à égalité de E_{tot} , E, c'est-à-dire m , dépend à la fois du récepteur et de la répartition totale de l'énergie dans le spectre de l'étoile. Les magnitudes, que l'on considère le plus fréquemment, sont réunies dans le tableau suivant :

Notation	Magnitude	Récepteur	Intervalle de sensibilité en longueur d'onde
m_p	Photographique	Plaque photographique ordinaire	3.800 à 5.000
m_v	Visuelle	Œil humain	4.500 à 6.000
m_{pv}	Photovisuelle	Plaque orthochromatique après interposition d'un écran jaune	5.000 à 6.000
m_{bol}	Bolométrique	Corps noir, l'atmosphère étant supprimée	$-\infty$ à $+\infty$

Ces magnitudes sont généralement différentes pour un même astre, Leurs différences sont désignées par :

$$c = m_p - m_{pv} = \text{indice de coloration.}$$

$$m_p - m_{bol} = \text{indice de chaleur.}$$

L'indice de coloration correspond en effet à peu près à la couleur de l'étoile; m_p correspond à l'intensité E_p du spectre de l'étoile dans le bleu le violet et l'ultra-violet, et m_{pv} à l'intensité E_{pv} de ce spectre dans le vert jaune et le rouge.

Les unités pour E_p et E_{pv} , étant les valeurs correspondantes pour une étoile AO de magnitude 0 on a :

$$c = -2,5 \log \frac{E_p}{E_{pv}}.$$

Par conséquent, si c est positif pour un astre c'est que cet astre est relativement plus rouge qu'une étoile de type spectral AO, si c est négatif au contraire l'astre est plus bleu.

Théoriquement l'indice de coloration ne peut pas prendre des valeurs quelconques : Si on calcule E_p et E_{pv} d'après la loi de répartition de l'énergie dans le corps noir de température T et d'après les valeurs de $a(\nu)$ qui correspondent à l'œil et à la plaque photographique, et si on forme :

$$c = -2,5 \log \frac{E_p}{E_{pv}}.$$

On obtient une fonction de T qui décroît de $+\infty$ à $-0,8$ environ lorsque T croît de 0 à $+\infty$.

Nous étudierons dans un autre fascicule ces indices de coloration et leur corrélation avec les types spectraux.

Les problèmes réels de la photométrie stellaire

On peut se proposer en photométrie stellaire deux buts distincts exigeant des méthodes différentes :

1) Mesurer avec le plus de précision possible les variations d'éclats de faible amplitude d'une même étoile.

2) Comparer entre elles des étoiles dont les éclats sont très différents.

Pour étudier la courbe d'une étoile variable il suffit de connaître en effet les variations de sa magnitude au cours du temps par comparaison avec des étoiles voisines, cela peut se faire avec une

erreur moyenne de 0,01 magnitude, et il importe peu de connaître avec la même précision sa magnitude à un instant origine rapportée à l'échelle internationale.

Par contre pour les recherches de statistique stellaire et en particulier pour les évaluations de distances stellaires, il importe de connaître la différence des magnitudes de deux étoiles dont les éclats sont dans le rapport de 1 à plusieurs millions, la précision d'une telle mesure est forcément inférieure à celle de la mesure des faibles variations d'une étoile variable, mais il importe peu que des erreurs accidentelles de 0,1 magn. se produisent pour quelques étoiles, ce qui importe c'est que l'échelle de magnitudes établie ne comporte pas d'erreurs séculaires, par exemple qu'on n'ait pas :

$$m = -(2,5 + \varepsilon) \log E,$$

ε gardant un signe constant tout le long de l'échelle.

Seule cette dernière espèce de mesure importe pour la statistique stellaire, nous nous y bornerons.

Bien que nous ayons en vue l'exposé des méthodes de photométrie photographique, nous allons rappeler brièvement deux méthodes de photométrie visuelle qui ont servi par le passé à établir des catalogues très étendus encore utilisés quelquefois en statistique stellaire.

Photométrie visuelle statistique. — Méthode ancienne. —

Les anciens évaluaient déjà les magnitudes stellaires ; leur procédé consistait à estimer l'éclat d'une étoile d'après son aspect dans un instrument donné et pour un observateur donné. La forme la plus précise qu'on ait donné à cette méthode est la suivante :

Soit $E_1, E_2, E_3, \dots, E_n$, une série d'étoiles, on range ces étoiles en groupes.

1	E_1	E_2	E_{n_1}	e_1 ,
2	E_{n_1+1}		E_{n_2}	e_2 .
p	$E_{n_{p-1}+1}$		E_{n_p}	e_p .

de telle sorte que les étoiles d'un même groupe aient le même éclat et que lorsqu'on passe d'un groupe au suivant l'éclat des étoiles soit multiplié par un facteur constant K .

L'œil est capable de juger si le rapport des éclats e_1 et e_2 des groupes G_1 et G_2 est le même que le rapport des éclats e_q et e_{q+1} des groupes G_q et G_{q+1} .

Puis on attribue aux groupes, qui se succèdent, des magnitudes qui diffèrent d'une constante.

On constate sans peine que cette définition des magnitudes stellaires est la même que celle que nous avons déjà donnée. On choisit presque toujours K de la façon suivante :

La différence, des éclats de deux groupes consécutifs est la plus petite différence d'éclat observable.

Si on adopte cette convention, les groupes G_{q+1} et G_i ont bien leurs éclats dans un rapport constant, la loi de Fechner nous apprend en effet que $\frac{e_{q+1} - e_q}{e_q}$, est constant, car la plus petite variation d'éclat dE perceptible pour un objet d'éclat E est proportionnelle à E .

Cette méthode, ou méthode de l'estime, a été employée jusqu'en 1870, Argelander l'a codifiée sous le nom de méthode des degrés.

C'est par ce procédé qu'ont été déterminées toutes les magnitudes antérieurement à cette date.

Elle n'est plus utilisée aujourd'hui pour établir une échelle photométrique précise ; mais elle rend des services dans l'étude des étoiles variables, on se contente alors de comparer une étoile à des astres proches dont les magnitudes sont voisines de celles de l'étoile considérée.

Le photomètre méridien. — Pickering imagina et réalisa l'instrument suivant :

Une lunette L horizontale est dirigée vers la ligne est-ouest, cette lunette comprend deux objectifs O_1 et O_2 , devant chacun desquels se trouve un prime à réflexion totale, qui renvoie dans l'objectif correspondant, l'image d'une étoile lorsqu'elle passe au méridien. On renvoie dans O_1 l'image d'une étoile à étudier et dans O_2 l'image d'une étoile qui sert d'étalon, la polaire par exemple.

Les objectifs sont disposés de manière à former les images des étoiles en deux points voisins de leur plan focal commun. Sur le passage des deux faisceaux F_1 et F_2 , issus de O_1 et de O_2 , on place un prisme de Rochon qui décompose chacun d'eux en deux faisceaux F'_1 et F''_1 , F'_2 et F''_2 , polarisés suivant deux directions perpendiculaires.

I'_1 et I'_2 sont polarisés dans le même plan, et I''_1 et I''_2 sont polarisés dans un plan perpendiculaire au premier.

On observe ces 4 images à travers un Nicol, on tourne celui-ci de façon à égaliser les éclats de I'_1 et I''_2 par exemple. De l'angle dont a tourné le Nicol par rapport aux plans de polarisation des rayons, on déduit sans peine le rapport des éclats des deux étoiles.

Le photomètre, dont, nous venons de décrire le principe, a subi de nombreux perfectionnements.

Pickering a fait établir deux instruments de cette sorte, l'un à Harvard (hémisphère nord) et un autre à Arequipa (hémisphère sud).

Avant d'étudier les méthodes de photométrie photographique signalons que la plaque est plus sensible que l'œil à ce point de vue : La plus petite différence d'éclairement d'une plage uniforme perceptible pour l'œil est égale environ à $1/100$ alors que pour la plaque photographique cette quantité est de $1/300$.

Catalogues de magnitudes visuelles. — Le plus important catalogue formé au moyen de la méthode d'estime visuelle est la B. D. (Bonner Durchmusterung) complétée par la S. D. (Südliche Durchmusterung) qui contient les magnitudes visuelles estimées de près d'un million d'étoiles jusqu'à la 10^e grandeur environ.

La meilleure manière de connaître les erreurs systématiques et accidentelles des magnitudes de la B. D. est de comparer celles-ci aux magnitudes déterminées avec le photomètre méridien d'Harvard, que l'on considère comme exactes, on cherche les étoiles communes à la B. D. et aux catalogues d'Harvard et on en déduit les corrections à apporter à la B. D..

De nombreuses comparaisons de cette nature ont été faites, particulièrement par Pickering ⁽¹⁾, V. Seeliger ⁽²⁾, Hopmann ⁽³⁾, Pannekoek ⁽⁴⁾, dont les travaux ont été résumés par Lundmark ⁽⁵⁾.

La figure 2 donne la magnitude moyenne des catalogues d'Harvard correspondant à une magnitude donnée de la B. D.

Le travail le plus complet est celui de Pannekoek qui a comparé les magnitudes de la B. D., m_{BD} , aux déterminations effectuées à Harvard m_H . Il a trouvé ainsi que les m_{BD} sont entachées d'er-

⁽¹⁾ *Harv. Ann.*, vol. 24 et vol. 72.

⁽²⁾ *Sitzber. der Königl. Akad. d. Wiss.* 28, p. 147, 1898.

⁽³⁾ *Inaugu. Dissert.* Bonn, 1914.

⁽⁴⁾ *Public. of the Astr. Inst. of. Univers of Amsterdam*, 1924.

⁽⁵⁾ *Handbuch. der astrophysik.* Bd V 1^{re} moitié, 1^{re} partie, chap. iv, p. 259.

reurs systématiques, qui dépendent de la magnitude des étoiles, de leur position (α, δ) dans le ciel, et de la densité stellaire dans leur voisinage. Les variations les plus importantes de $m_H - m_{BD}$ sont

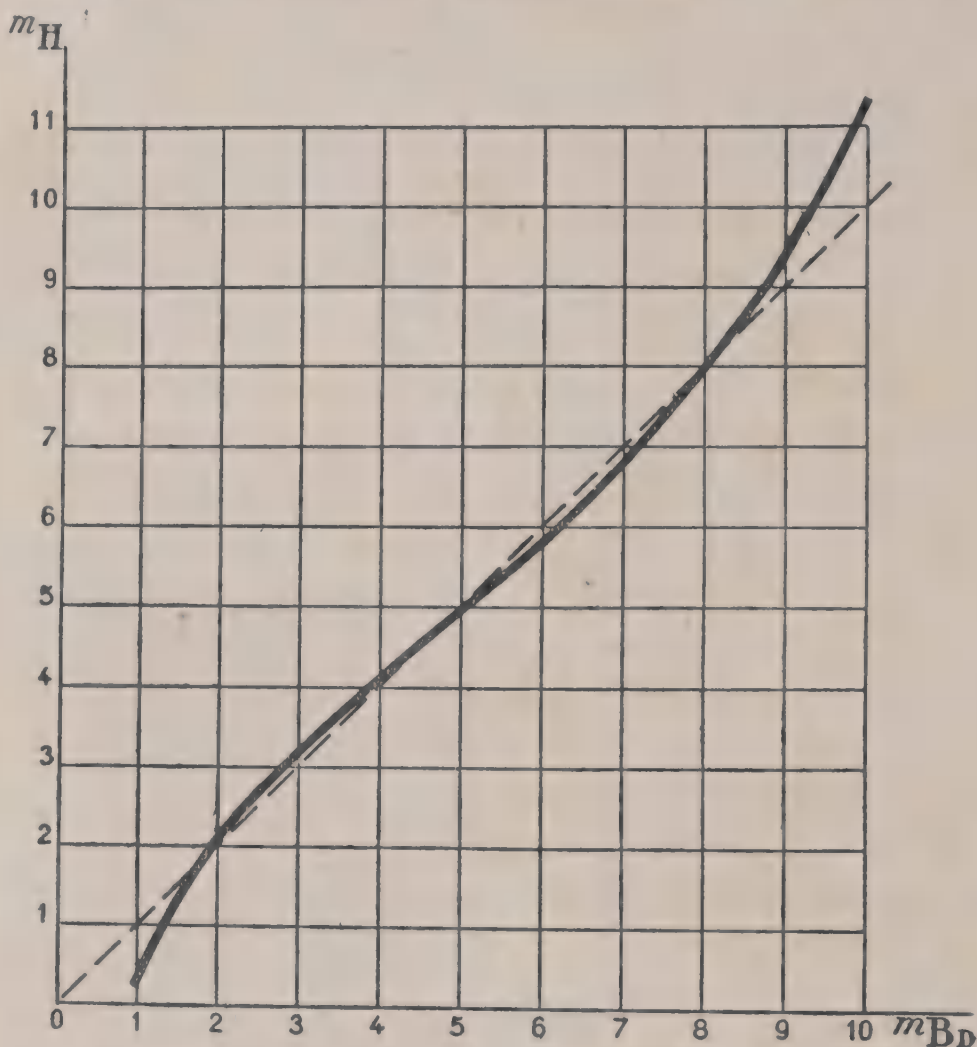


Fig. 2. — Comparaison des magnitudes de la Bonner Durchmusterung et des magnitudes d'Harvard

Abcisses ; Magnitudes de la B. D. m_{BD} .

Ordonnées : Magnitudes de Harvard, m_H . La courbe en trait plein représente la valeur moyenne de m_H correspondant à chaque valeur de m_{BD} . La droite pointillée est la courbe : $m_{BD} = m_H$.

celles qui dépendent de m_{BD} et de δ , et dont le tableau ci-dessous donne un résumé.

On voit d'après ce tableau que les erreurs systématiques des m_{BD} atteignent 0,4. Hopmann a remarqué également que les étoiles sont notées trop brillantes dans la B. D. si elles sont dans

une région pauvre en étoiles, et trop faibles lorsqu'elles sont dans une région riche.

$\delta \backslash m_{BD}$	6,5	7,0	7,5	8,0	8,5	9,0
— 57°	6,25	6,91	7,49	8,01	8,56	9,12
— 32°	6,22	6,82	7,48	8,18	8,85	9,09
— 15°	6,26	6,86	7,43	7,97	8,54	9,20
+ 2°	6,08	6,57	7,11	7,69	8,40	9,17
+ 22°	6,36	6,92	7,48	8,03	8,62	9,27
+ 42°	6,42	7,04	7,63	8,18	8,76	9,40
+ 62°	6,41	7,03	7,58	8,09	8,64	9,24
+ 85°	6,39	6,99	7,47	7,94	8,45	9,14

Quant aux erreurs accidentelles, elles paraissent indépendantes de la région du ciel étudiée : L'erreur moyenne des différences $m_H - m_{BD}$ est 0,26.

Tout travail statistique basé sur les données de la B. D. doit tenir compte des erreurs systématiques dont nous venons de parler.

Signalons que les magnitudes du catalogue de l'Astronomische Gesellschaft (A. G.) sont également estimées et identiques pratiquement à celles de la B. D.

Revised Harvard Photometry. — Nous avons décrit le photomètre méridien de Pickering, divers exemplaires de cet instrument installés à Harvard et à Arequipa ont servi depuis 1870 à faire des millions de mesures dont on a déduit plusieurs catalogues ⁽¹⁾ constituant la Harvard Revised Photometry R. H. P. Le catalogue de H. A. 50 donne les magnitudes finales de 9.110 étoiles jusqu'à la grandeur 6,5 et celui de H. A. 45 donne les magnitudes de 36.682 étoiles d'éclat inférieur à la grandeur 6, 5. L'erreur moyenne de ces magnitudes est 0,07. La R. H. P. constitue le premier travail de photométrie visuelle statistique basé sur des mesures et non sur des estimations.

Sous la direction de Pickering ⁽²⁾, des échelles de magnitudes visuelles allant de la 12^e à la 16^e grandeur ont été établies en

⁽¹⁾ *Harvard Annals*, vol. 14, 23, 24, 34, 44, 45, 46, 50 et 54.

⁽²⁾ *Photometric Magnitudes of faint stars*. Mém. Amer. Acad. Arts et Sciences, 14, n° 4 (Cambridge 1923).

divers points du ciel, ces mesures ont été faites par collaboration entre plusieurs observatoires.

Signalons simplement les catalogues de magnitudes visuelles de haute précision mais comprenant trop peu d'étoiles pour avoir quelque utilité en statistique. La Potsdamer Durchmusterung ⁽¹⁾ établie par Müller et Kamp, comprend des étoiles plus brillantes que la magnitude 7,5 (erreur moyenne 0,5). Müller a publié par la suite un catalogue d'étoiles voisines du pôle Nord ⁽²⁾. Le catalogue de Zinner ⁽³⁾ comprend 2.373 étoiles visibles à l'œil nu, erreur moyenne 0,04.

Parkhurst ⁽⁴⁾, a établi les magnitudes d'un grand nombre d'étoiles de comparaison pour l'étude de certaines étoiles variables.

Fessenkoff ⁽⁵⁾ a mesuré les magnitudes de 1.155 étoiles voisines du pôle. Signalons enfin les recherches de Galissot ⁽⁶⁾ et de Danjon et Rougier qui ont comparé entre eux les catalogues précédents. Danjon a entrepris des mesures de haute précision au moyen du photomètre à œil de chat de son invention.

Photométrie photographique et photovisuelle. Méthodes basées sur la mesure des images focales. — Les méthodes de détermination des magnitudes photographiques et photovisuelles sont les mêmes. Pour déterminer les premières, on photographie directement sur plaques ordinaires et pour déterminer les secondes, on photographie sur plaques orthochromatiques, c'est-à-dire sensibles à toutes les radiations, après avoir interposé devant la plaque un écran qui ne laisse passer que le jaune et le vert.

Nous étudierons dans le fascicule V de cette série les différences entre les magnitudes visuelles, photographiques et photovisuelles.

Il est important d'étudier la photométrie photographique car si on examine de près les méthodes d'évaluation des distances stellaires on voit que les principales d'entre elles sont basées sur des mesures de photométrie photographique.

⁽¹⁾ *Publik. Astrophys. Observ. Potsdam*, Bd. 9 (1894), 13 (1899), 14 (1903), 16 (1906), 17 (1907).

⁽²⁾ *Publik. Potsdam*, n° 85 (1927).

⁽³⁾ *Veröffentlichungen der Sternwarte zu Bamberg*. Bd. 2 (1926).

⁽⁴⁾ *Research in stellar Photometry*. Carnegie Publications n° 33.

⁽⁵⁾ *Photometrical Catalogue*. State Editorial Office of Ukraina. Charkov 1926.

⁽⁶⁾ *La photométrie du point lumineux*. Thèse Lyon, 1921.

On a imaginé deux sortes de méthodes de photométrie photographique, la méthode des images focales et la méthode des plages.

La méthode des images focales consiste à mesurer les dimensions des images données par les étoiles sur une plaque placée au foyer d'un instrument photographique.

La magnitude d'une étoile se déduit du diamètre D de la tache produite sur la plaque photographique. Si I est l'intensité lumineuse photographique de l'étoile et t le temps de pose, on a :

$$D = f(I, t).$$

On a cru longtemps que D était fonction de la quantité totale de lumière $I \times t$, reçue par la plaque pendant la pose, mais on a reconnu assez tôt qu'il n'en était rien. Dans ce qui va suivre immédiatement nous ne supposerons rien sur la fonction $f(I, t)$.

En pratique, voici comment on procède :

On mesure D et on en déduit des valeurs provisoires des magnitudes. Cette magnitude provisoire est une fonction de D , arbitraire théoriquement, mais choisie en pratique de manière que les magnitudes provisoires soient voisines des magnitudes réelles ou d'une fonction linéaire de celles-ci.

Puis, par des méthodes que nous allons exposer, on dresse une table, qui donne la magnitude réelle en fonction de la magnitude provisoire.

Grâce à cette table et à la mesure de D , on peut mesurer les magnitudes des étoiles du cliché.

Méthode de comparaison à une séquence. — La méthode la plus simple, pour trouver la relation entre les m provisoires et les m , consiste à photographier la région à étudier, et immédiatement après avec le même temps de pose, une région appelée « séquence » dans laquelle les magnitudes des étoiles ont été déterminées une fois pour toutes ; t étant le même dans les deux poses, les étoiles de même m donnent des images de même D , donc de même m_{prov} . Comme on connaît les m de la séquence on mesure les m_{prov} de ces étoiles et on en déduit la relation (m, m_{prov}) que l'on étend alors à la région étudiée.

Nous citerons tout à l'heure les principales séquences, auxquelles

on peut se reporter, la manière dont on les a établies et les diverses corrections à introduire dans les mesures.

En général il est bon de faire plusieurs poses dans l'ordre suivant :

séquence, région, région, séquence,

de manière à vérifier que la transparence de l'atmosphère n'a pas varié pendant l'observation, ce qui rendrait la méthode illusoire.

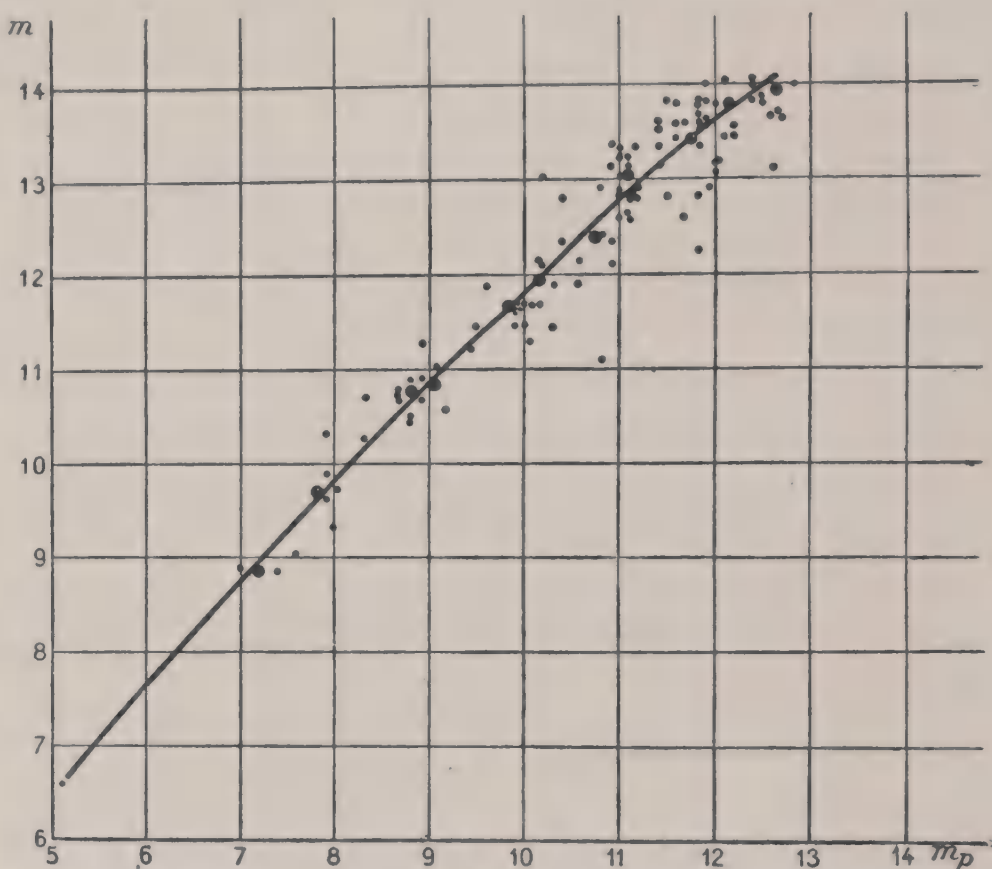


Fig. 3. — Courbe d'étalonnage photométrique d'un cliché par comparaison avec une séquence.

Abcisses : Magnitudes provisoires m_p mesurées sur le cliché.

Ordonnées : Magnitudes m des étoiles de la séquence.

Chaque étoile de la séquence donne un petit point. Les gros points représentent les moyennes des points précédents. La courbe est la relation $m = f(m_p)$ adoptée.

Pour éviter la superposition des images on décale légèrement la mise en place en x pour la séquence et en y pour la région à étudier.

De cette manière les étoiles de la séquence se présentent sous

la forme de deux images décalées en x et se distinguent immédiatement des étoiles de la région étudiée.

Cette méthode de comparaison à une séquence est fort simple, mais elle ne suffit pas, il faut d'abord montrer comment on a pu déterminer les m des étoiles des séquences connues actuellement ; de plus, certaines séquences s'arrêtent à la 15^e grandeur et il faut pouvoir déterminer les magnitudes d'étoiles plus faibles.

Autres méthodes. — Toutes les autres méthodes sont basées sur l'idée suivante. Au moyen de procédés que nous allons exposer on forme des images stellaires qu'on sait être dans des rapports connus d'éclats, pour ces images les différences des magnitudes réelles m :

$$A = m_1 - m_2.$$

sont connues.

Soient m_{1prov} et m_{2prov} les magnitudes provisoires de ces images, et :

$$m = f(m_{prov}) \text{ la relation inconnue entre } m \text{ et } m_{prov}.$$

on aura :

$$f(m_{1, prov}) - f(m_{2, prov}) = A.$$

Si on a ainsi un certain nombre d'équations, on en déduit la fonction f à une constante près. En pratique on prend :

$$f(x) = ax^3 + bx^2 + cx + d$$

a , b , et c sont définis par les équations :

$$a(m_{1p}^3 - m_{2p}^3) + b(m_{1p}^2 - m_{2p}^2) + c(m_{1p} - m_{2p}) = A,$$

que l'on traite par la méthode des moindres carrés.

Pour obtenir la constante d , il faut connaître la magnitude d'une étoile au moins du cliché ; on emploie pour cela la méthode précédemment décrite : On compare la région à une séquence.

L'avantage de ces méthodes réside dans ce fait qu'elles peuvent être étendues à un intervalle de magnitudes bien plus étendu que celui des séquences auxquelles on est obligé de se reporter finalement et qu'elles permettent de vérifier et au besoin de rectifier ces séquences ; enfin il est nécessaire de les avoir à sa disposition pour établir les séquences.

Il nous reste à montrer comment on peut produire des images stellaires, dont la différence des magnitudes est connue.

Méthode de la grille photométrique (Hertzsprung) ⁽¹⁾. — On place devant l'objectif une grille formée de fils métalliques rectilignes, parallèles, d'épaisseurs égales a , séparés par des vides égaux b . Cette grille joue le rôle d'un réseau de diffraction ; la théorie classique de la diffraction nous apprend qu'une étoile donne dans le plan focal de l'instrument une image centrale entourée d'images de diffraction. Les deux images de diffraction d'ordre p sont placées symétriquement par rapport à l'image centrale, à des distances qui correspondent à une déviation angulaire de :

$$\varepsilon = K \frac{\lambda}{a + b} \text{ (radians) où } K \text{ est un entier,}$$

par exemple si

$$a + b = 1 \text{ cm.} \quad \lambda = 0 \mu, 5 \quad \varepsilon = 11''.$$

Soit

I_0 l'intensité du faisceau incident,

I_1 l'intensité de l'image centrale,

I_p l'intensité des $p^{\text{ièmes}}$ images.

On a :

$$I_1 = I_0 \frac{b^2}{(a + b)^2},$$

$$I_p = I_0 \frac{1}{p^2 \pi^2} \sin^2 \frac{b}{a + b} \cdot p\pi$$

$\frac{I_p}{I_0}$ est donc indépendant de I_0 et n'est fonction que de a , b et p . Ainsi la différence des magnitudes de l'image centrale et de la première image de diffraction est une constante qui peut être calculée au moyen des dimensions de la grille en appliquant la formule précédente.

La condition imposée au paragraphe précédent est donc remplie puisque la différence $m_1 - m_0$ entre les magnitudes correspondant à l'image centrale et à la première image est constante et peut être évaluée. Cependant l'expérience a montré que la différence de magnitude observée entre l'image centrale et les deux premières images de diffraction est inférieure à celle que prévoit la théorie précédente : Par exemple Vyssotsky ⁽²⁾, utilisant un réseau pour

⁽¹⁾ *Astron. Nachr.*, vol. 186, p. 177 (1910).

⁽²⁾ VYSSOTSKY, *The photovisual magnitude of the companion of Sirius*. *Astroph. Journ.*, vol. 78, n° 1, p. 1, juillet 1933.

lequel $a = 0,129$ mm. et $b = 12,6$ millimètres a trouvé par l'observation des Pléiades $m_1 - m_0 = 8,86$, alors que la théorie prévoit $m_1 - m_0 = 9,96$. Bucerius ⁽¹⁾ explique ces différences par le fait que le raisonnement précédent s'applique à un réseau de traits, infini en tous sens, alors qu'en pratique on limite ce réseau à une ouverture circulaire ; mais il semble que ceci ne suffise pas à expliquer les différences observées et la réflexion de la lumière par le bord des fils de la grille peut également intervenir.

Quoi qu'il en soit, il est nécessaire pour appliquer la méthode de la grille, de déterminer les rapports $\frac{I_1}{I_0}$ par des expériences de laboratoire ⁽²⁾, et c'est ce qui a été fait par tous les astronomes qui ont utilisé cette méthode ; on peut éviter ces mesures de laboratoire en déterminant les constantes de la grille au moyen de séquences stellaires où les magnitudes sont bien connues.

Deuxième méthode d'utilisation de la grille. — (Kapteyn et Wirtz ⁽³⁾). On utilise ce fait que le rapport :

$$\frac{I_1}{I_0} = \left(\frac{b}{a + b} \right)^2,$$

de l'intensité lumineuse de l'image centrale avec grille, à l'intensité lumineuse de l'image sans grille est connu.

On fait successivement deux poses de durée égale, l'une avec grille, en décalant légèrement l'instrument entre les deux poses, l'autre sans grille, les deux images d'une même étoile sont dans le rapport d'intensité, $\frac{I_1}{I_0}$. Cette méthode présente l'inconvénient de supposer la transparence de l'atmosphère constante durant l'observation, mais elle présente sur la précédente l'avantage suivant : les images que l'on compare sont bien rondes toutes les deux. Dans la méthode précédente, au contraire, on compare l'image

(1) BUCERIUS, *Astron. Nachr.* Band., 246 p. 44, 1932.

(2) Voir par exemple : *Photographic Photometry with the 60 inch reflector of the Mount Wilson solar Observatory*. *Astroph. Journ.*, vol. 39, p. 307 (1914) ou *Contrib. du Mt. Wilson*, n° 80.

(3) F. H. SEARES. *Photographic photometry with the 60 inch reflector of the Mount Wilson solar Observatory*. *Astroph. Journ.*, vol. 39, p. 307 (1914) ou *Mt. Wilson Contrib.*, n° 80.

centrale qui est bien ronde à la première image de diffraction, qui est souvent un peu allongée.

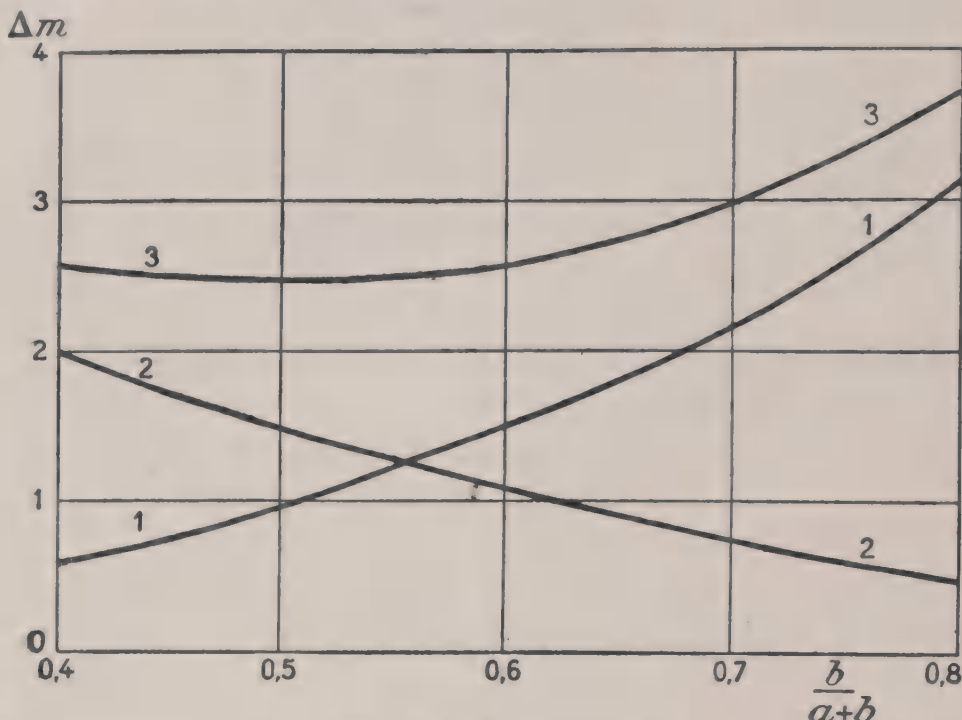


Fig. 4. — Grille photométrique

Abcisses : Rapport des vides b à la période $a + b$ de la grille.

Ordonnées : Différence de magnitude entre l'image centrale et la première image de diffraction (courbe 1) entre l'image centrale avec grille et l'image sans grille (courbe 2), entre la première image de diffraction et l'image sans grille. On remarque que pour $b = a$ la courbe 3 a un minimum égal à 2,48, ceci suggère de comparer l'image sans grille à la première image de diffraction en utilisant une grille dont les pleins égalent les vides, une petite erreur sur b et a n'entraîne qu'une erreur négligeable sur m . On sait malheureusement que le m observé diffère du m calculé.

Méthodes des écrans. (Seares (1)).

Soit une suite d'écrans percés d'ouvertures circulaires de surfaces $S_1 S_2 \dots S_p \dots$

Faisons sur une même région du ciel des poses de mêmes durées en interposant successivement les écrans et en décalant chaque fois l'instrument de manière que les images successives d'une même étoile ne se superposent pas.

Les intensités des images ainsi obtenues pour une même étoile sont dans des rapports constants et connus avec la première image :

$$\frac{S_2}{S_1} \quad \frac{S_3}{S_1} \dots \frac{S_p}{S_1} \dots$$

(1) KAPTEYN et WIRTZ, *Astron. Nachr.*, vol. 154, p. 317 (1901).

En effet, comme t est le même dans les diverses poses, le diamètre d'une tache est une fonction de l'intensité de l'étoile. Pendant la p^e pose il tombait sur l'objectif la fonction $\frac{S_p}{S_1}$ de la lumière qui tombait pendant la première. Les images d'une étoile obtenues pendant les poses successives sont les mêmes que celles d'une succession d'étoiles dont les intensités seraient :

$$S_0, S_1, S_2, \dots S_p \dots$$

La condition requise pour l'application de la méthode précédemment exposée, est donc remplie, puisqu'on peut calculer les différences de magnitudes des images successives obtenues pour une même étoile.

Une méthode analogue à la précédente a été employée à Harvard, mais au lieu d'employer un diaphragme circulaire on employait un diaphragme en forme de secteur circulaire.

Méthode du prisme (Harvard). — On place au centre de l'objectif un prisme circulaire de très petit angle et de petites dimensions. Les étoiles brillantes donnent ainsi deux images. L'une est obtenue directement à travers l'objectif, l'autre, légèrement déviée par rapport à la première, est produite par les rayons lumineux qui ont traversé le prisme, ces deux images sont évidemment dans un rapport d'éclat constant.

Méthode du spath d'Islande. — On place devant la plaque photographique deux lames de spath d'Islande dont les directions principales forment un angle connu. Chaque étoile donne 4 images dont les intensités relatives sont connues.

Loi de Schwarzschild. — Schwarzschild a cherché la forme de la fonction $D = f(I, t)$ qui donne le diamètre d'une image stellaire, ou, ce qui est équivalent, la magnitude provisoire, en fonction de l'intensité I de cette étoile et de la durée de pose t . Il a montré qu'en général D est une fonction de It^p , ou p est un exposant variant suivant les émulsions de 0,80 à 0,85 :

$$D = f(It^p).$$

Si la loi de Schwarzschild est vérifiée pour les plaques que l'on utilise, on peut déterminer rapidement les grandeurs d'étoiles très faibles par la méthode que nous allons exposer.

Méthode des poses de longueurs différentes. — Faisons sur une même région du ciel deux poses de durées différentes t_1 et t_2 , avec le même instrument, chaque étoile donnera deux images E_1 et E_2 de diamètres :

$$D_1 = f(It_1^p) \quad D_2 = f(It_2^p),$$

Désignons par $m = \varphi(D)$ la magnitude d'une étoile, qui donne lors de la première pose une image de diamètre D . La différence $m_1 - m_2 = \varphi(D_1) - \varphi(D_2)$ des magnitudes m_1 et m_2 , qui correspondent aux diamètres D_1 et D_2 de l'image d'une même étoile sur les deux poses est constante. En effet D est la fonction $m = \varphi(D)$ est définie par :

$$D = f(10^{-0,4 m} t_1^p),$$

m_1 et m_2 sont donc définis par :

$$10^{-0,4 m_1} t_1^p = 10^{-0,4 m} t_1^p,$$

$$10^{-0,4 m_2} t_1^p = 10^{-0,4 m} t_2^p.$$

Divisons ces équations membre à membre :

$$10^{-0,4 (m_1 - m_2)} = \left(\frac{t_1}{t_2}\right)^p,$$

$m_1 - m_2$ est bien une constante indépendante de l'étoile. On détermine cette constante au moyen de quelques étoiles de magnitudes connues. Si on ne connaît pas les magnitudes de quelques étoiles de la région étudiée, des expériences de laboratoire faciles à imaginer donnent p , on en déduit $m_1 - m_2$.

Les différences des magnitudes des étoiles étant connues de proche en proche il suffit d'avoir la magnitude d'une étoile pour connaître celles de toutes les autres.

Comparaison des méthodes précédentes. — La méthode de la grille évite les inconvénients provenant des variations de transparence de l'atmosphère pendant les observations, Mais souvent les images secondaires sont allongées et difficilement mesurables.

La méthode des poses successives avec des écrans soulève diverses objections :

La transparence de l'atmosphère peut varier d'une pose à l'autre et troubler considérablement les résultats. On évite cet inconvénient, en faisant quatre poses alternées et en multipliant les déterminations.

La variation de l'ouverture de l'instrument modifie la tache de diffraction des astres. Le diamètre de cette tache est en effet, toutes choses gardées, inversement proportionnel à l'ouverture. Comme nous l'avons dit, les images des étoiles proviennent de la diffusion de leur lumière dans la gélatine, elle ne dépendent donc que de leur éclat et non de la tache de diffraction. Mais dans quelle mesure cela est-il vrai ?

Des recherches ont été faites par Seares, au Mont Wilson, pour élucider cette question :

Il s'agit en somme de savoir si des quantités de lumière égales, réparties sur des surfaces d'extensions différentes, mais restant dans les limites des taches de diffraction, produisent des images stellaires identiques. Seares a fait des expériences dans ce but en photographiant une même étoile avec des durées de pose égales mais en plaçant la plaque dans une série de positions en dehors du foyer. La lumière de l'étoile se répartissait chaque fois sur une surface d'autant plus grande qu'on se trouvait plus loin du foyer.

Seares a montré ainsi (pour le télescope de 1 m, 50) que si on réduit le diamètre de l'ouverture dans le rapport de 10 à 1, ce qui correspond à une différence de 5 grandeurs, la correction due à la variation des dimensions de la tache de diffraction est inférieure à 0,03 magn. pour un réflecteur. Ainsi, dans ces limites, la diffraction ne gêne pas les mesures photométriques

Les séquences photographiques et photovisuelles

La séquence polaire nord. — La région voisine du pôle nord est constamment observable de l'hémisphère nord et reste à une hauteur constante au-dessus de l'horizon ; il est donc naturel qu'on l'ait choisie pour y établir une séquence puisqu'elle est utilisable dans les mêmes conditions à une époque quelconque de l'année et à une heure quelconque de la nuit.

Cette séquence a fait l'objet de nombreuses recherches photométriques que nous citons plus loin, ces recherches ont été résumées et discutées en 1922 par la commission de photométrie stellaire de l'Union astronomique internationale présidée par F. H. Seares, et la conclusion de cette étude a été la publication dans le tome II

des Transactions de l'Union, des magnitudes photographiques et photovisuelles de 96 étoiles situées à moins de 10' du pôle nord pour 1900.

L'échelle de magnitudes définie par la Commission porte le nom d'échelle internationale. Elle s'étend pour les magnitudes photographiques de la grandeur 2,5 (étoile polaire) à la grandeur 20. Les résidus entre les magnitudes adoptées par la Commission et les déterminations faites par divers observatoires atteignent rarement 0,05.

Pour les magnitudes photovisuelles, l'échelle internationale s'arrête à la magnitude 17,5 qui correspond environ à la magnitude photographique 19. Les déterminations photovisuelles sont moins nombreuses que les déterminations photographiques. L'échelle photographique internationale est très satisfaisante actuellement, en ce sens qu'elle n'est pas entachée d'erreurs d'un ordre de grandeur accessible aux procédés actuels de mesures, on ne peut malheureusement en dire autant de l'échelle photovisuelle.

Les recherches photométriques modernes utilisent toujours cette séquence internationale comme élément de détermination des magnitudes. Elle constitue une base excellente pour les recherches de photométrie photographique.

Il n'est pas sans intérêt malgré cela de citer les déterminations de magnitudes de la séquence polaire Nord, faites avant 1922 car, d'une part ce sont elles qui ont servi à établir l'échelle internationale et d'autre part dans les recherches de statistique stellaire faites avant 1922, on a utilisé ces déterminations. Il importe donc pour discuter par exemple les dénombrements d'étoiles par magnitudes faits avant 1922, de connaître l'histoire et la valeur des diverses déterminations des magnitudes de la séquence polaire nord.

Déterminations des magnitudes photographiques de la séquence polaire nord. — 1) Déterminations d'Harvard. Les premières mesures furent faites à Harvard, sous la direction de Pickering, elles furent publiées dans le n° 170 des circulaires de Harvard (H. C. 170), et ont servi à étalonner toutes les échelles de magnitude jusqu'en 1916.

Par la suite, de très nombreuses déterminations furent faites pour la plupart par Miss Leawitt avec 16 instruments différents,

(de quelques centimètres d'ouverture à 1 m. 50) et 6 méthodes différentes (grille, écran, prisme....) pour déterminer l'échelle des magnitudes. Les résultats ainsi obtenus se contrôlent mutuellement et doivent être exempts d'erreurs systématiques.

Ces mesures aboutirent à une nouvelle publication dans le vol. 71 des *Annales de Harvard* (H. A. 71). Les magnitudes de H. A. 71 diffèrent de celles de H. C. 170 comme l'a montré Miss Leawitt :

$m_{\text{phot. de (H. C. 170)}}$	$m_{\text{(H. A. 71)}} - m_{\text{(H. C. 170)}}$
4,44 à 4,64	+ 0,01
4,65 » 4,85	+ 0,02
4,86 » 5,06	+ 0,03
5,07 » 5,27	+ 0,04
5,28 » 5,48	+ 0,05
5,49 » 5,68	+ 0,06
5,69 » 5,89	+ 0,07
5,90 » 6,10	+ 0,08
6,11 » 6,31	+ 0,09
6,12 » 6,52	+ 0,10
6,53 » 6,72	+ 0,11
6,73 » 6,93	+ 0,12
6,94 » 10,80	+ 0,13
10,81 » 21,00	+ 0,14

Le nombre et la diversité des méthodes et des instruments employés à Harvard garantit l'exactitude des résultats de H. A. 71.

L'échelle de grandeur de H. A. 71, est dépourvue d'erreurs notables, coïncide presque entièrement avec l'échelle internationale adoptée en 1922, on l'a appelée : échelle homogène de Harvard (Harvard Homogeneous Scale ou H. H.).

Lorsqu'un travail est basé sur la H. H. on peut en accepter les résultats sans modifications, mais lorsqu'il est basé sur la séquence publiée dans H. C. 170 (travaux antérieurs à 1916) il importe de réduire les magnitudes qui y figurent à H. H. en leur appliquant les corrections du tableau précédent.

Par la suite King ⁽¹⁾ fit de nouvelles déterminations.

2) Deux recherches très importantes ont été faites au Mont

⁽¹⁾ KING, *Harvard Annals*, vol. 76, n° 10. Voir discussion par SEARES *Mt. Wilson Contributions*, n° 98.

Wilson. L'une est due à Seares ⁽¹⁾, elle fut effectuée en 1915 et complétée incidemment grâce aux clichés pris pour l'étude des S. A. Elle fut effectuée en utilisant le télescope de 1m. 50 avec divers écrans et grilles photométriques. Le résultat final fut publié en 1922.

Seares et Humason ⁽²⁾ publièrent à la même époque les résultats obtenus avec le télescope de 25 centimètres et qui confirmèrent les précédentes.

Les magnitudes du Mont Wilson s'étendent jusqu'à la 20^e grandeur, alors que celles d'Harvard s'arrêtèrent à la 16^e.

3) Chapmann et Melotte ⁽³⁾ à Greenwich déterminèrent en 1913 les magnitudes des étoiles de la séquence polaire jusqu'à la 16^e grandeur, au moyen d'un télescope de 60 centimètres, une fois réduits à H. H. leurs résultats sont satisfaisants.

4) Jones ⁽⁴⁾ fit également de bonnes déterminations à Greenwich avec l'équatorial de la Carte du ciel.

5) De nombreuses déterminations ont été faites à Potsdam avec le télescope de 80 centimètres et réduites par Dzierwulski ⁽⁵⁾. Elles s'étendent de la grandeur 10 à la grandeur 16,5.

6) La Göttinger Aktinometrie de Schwarzschild donne les grandeurs de 11 étoiles brillantes de la séquence polaire.

7) Parkhurst, à Yerkes, a accompli une œuvre photométrique considérable et a déterminé en particulier les magnitudes de 650 étoiles de déclinaisons supérieures à 33° parmi lesquelles également 11 étoiles de la séquence nord jusqu'à la 8^{ième} grandeur.

Comparaison de ces résultats.

Elle a été faite par Seares qui a trouvé entre les magnitudes des étoiles de la séquence nord des différences notables dont il put trouver l'origine.

Deux plaques photographiques différentes employées avec deux instruments différents ne sont pas sensibles de la même manière aux diverses radiations. Certaines plaques sont plus sensibles dans le

⁽¹⁾ F. M. SEARES, *Photographic and Photovisual magnitudes of stars near the north pole. Astrop. Journ.*, vol. 41 (1915) et *Mt. Wilson, Contributions*, n° 97.

⁽²⁾ *Mt. Wilson Contributions*, n° 234 et 235.

⁽³⁾ CHAPMANN et MELOTTE, *Monthly Notices*, vol. 74, p. 40 (1913).

⁽⁴⁾ JONES, *Monthly Notices*, vol. 82, p. 21 (1921).

⁽⁵⁾ DZIEWULSKI, *Astron. Nachr.*, n° 198, p. 65 (1914).

⁽⁶⁾ SEARES, *Some relations between magnitudes scales. Astrop. Journ.*, vol. 41, p. 284 (1925) et *Mt. Wilson, Contrib.*, 288.

vert ou dans le violet et les instruments sont achromatisés pour une longueur d'onde qui varie d'un instrument à l'autre.

Cette « équation de couleur » comme on l'a appelée, ne dépend que de la répartition de l'énergie dans le spectre de l'étoile, (presque

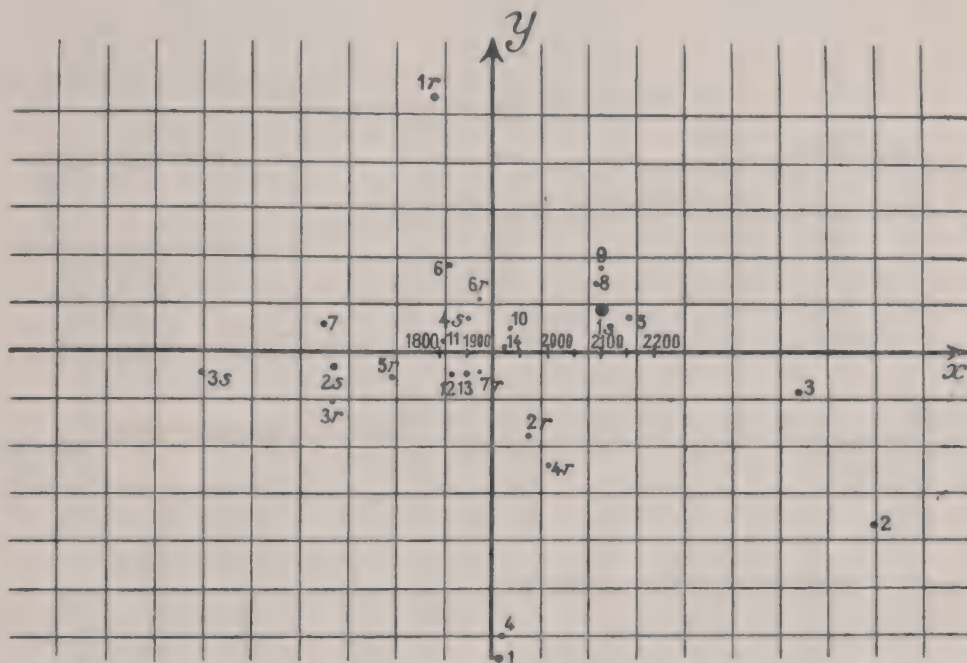


Fig. 5. — Séquence polaire nord

La figure représente le plan tangent à la sphère céleste au pôle nord 1900,0, l'axe des x est tangent au méridien $x = 0^h$. On a représenté les étoiles de la séquence polaire plus brillantes photographiquement que la 14^e grandeur. Les carrés ont 30' de côté.

exactement de son indice de réfraction $C = m_p - m_{pv}$, de l'instrument et du type de plaque utilisés. Ainsi la magnitude m' déterminée avec un instrument et des plaques donnés peut se réduire à la magnitude m de l'échelle internationale par exemple au moyen d'une formule de la forme :

$$m = m' + a + b \cdot C$$

Pour chaque série de résultats Seares a déterminé les coefficients a et b et a rendu ainsi homogènes les diverses déterminations de la séquence Nord.

Une fois ces corrections appliquées, les déterminations de magnitudes de la séquence polaire nord apparaissent comme très concordantes, leur moyenne constitue, comme nous l'exposons plus loin l'échelle internationale ; jusqu'à la 16^e grandeur cette échelle est exacte à 0,05 magn. près.

Magnitudes photovisuelles de la séquence nord. — On ne dispose à ce sujet que de trois séries de recherches :

1) Les magnitudes visuelles de la séquence ont été déterminées

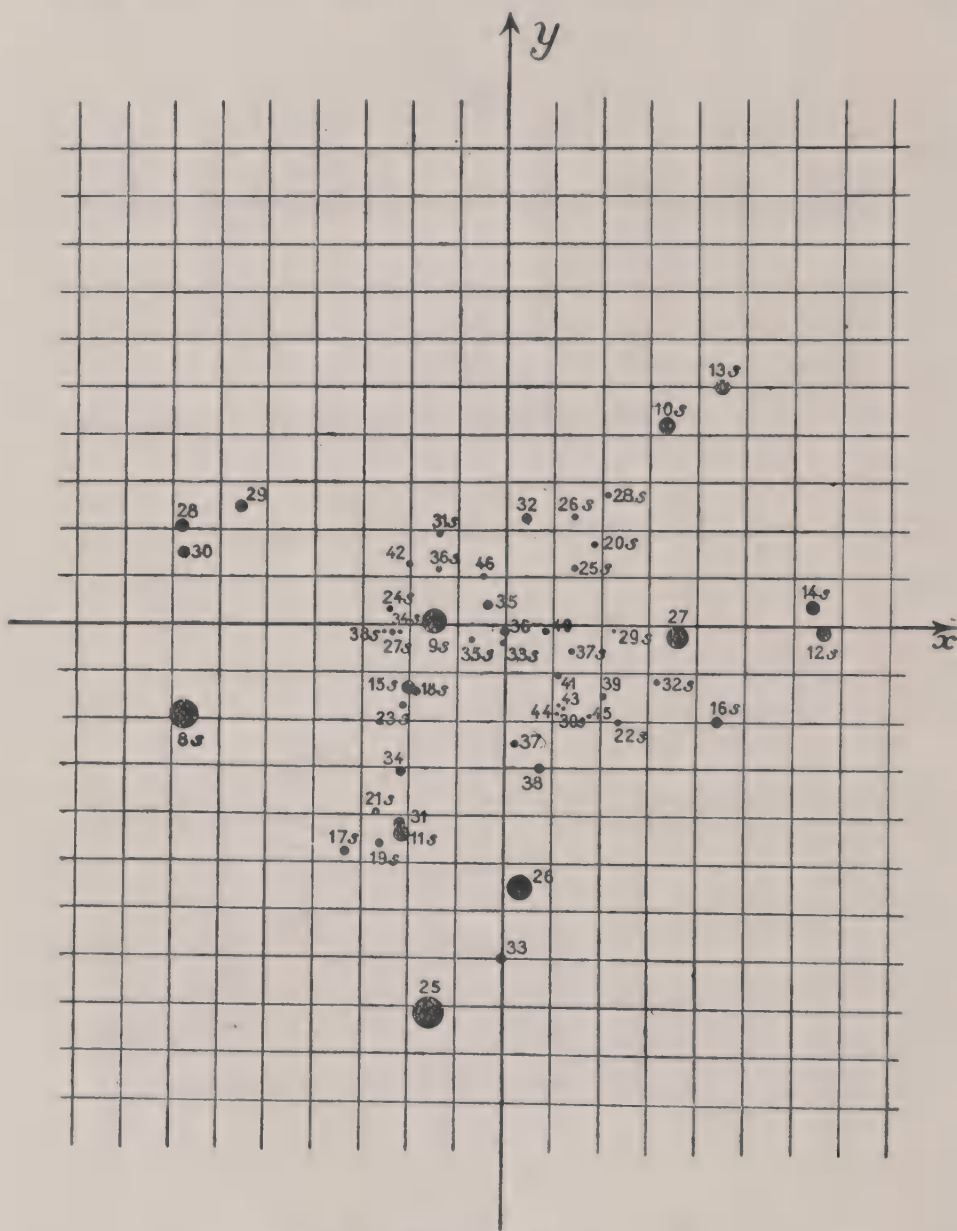


Fig. 6. — Séquence polaire nord

Figure analogue à la précédente où on a représenté les étoiles de la séquence plus faibles photographiquement que la 14^e grandeur. Les carrés ont 1' de côté.

à Harvard en même temps que les magnitudes photographiques (Harv. Ann. 71) ; mais elle s'arrêtent à la 12^e grandeur.

2) Au Mont Wilson, les magnitudes photovisuelles ont été dé-

terminées pour les étoiles de la séquence nord jusqu'à la grandeur 17,5. Elles ont fait l'objet de deux séries de déterminations différentes par les mêmes méthodes que les magnitudes photographiques.

3) Au Mont Wilson, Seares a déterminé les indices de coloration C des étoiles de la séquence par la méthode des rapports de pose qui se trouve exposée dans le fascicule V de cette série, Comme on connaît exactement les magnitudes photographiques on en déduit :

$$m_{pv} = m_p - C.$$

Seares a constaté des écarts systématiques entre les m_{pv} du Mont Wilson et les m_v de Harvard, la différence :

Harvard-Mont Wilson,

est négative et augmente en valeur absolue de 0 pour $m = 5$, à - 0,3 pour $m = 10$.

La différence entre les m_{pv} déterminés directement et les m_{pv} déterminés par la méthode des rapports de pose ne présente pas d'allure systématique bien marquée, mais les écarts accidentels inférieurs à 0,1 jusqu'à la 12^e grandeur atteignent 0,27 pour certaines étoiles faibles.

Il est à désirer que de nombreuses déterminations de ces magnitudes photovisuelles soient entreprises dans divers établissements. Auparavant il conviendrait peut être de standardiser les plaques et les écrans.

Quoi qu'il en soit on a adopté les magnitudes photovisuelles du Mont Wilson, mais, malgré la confiance que l'on peut avoir dans les astronomes de ce célèbre observatoire, on doit souhaiter des vérifications de l'échelle photovisuelle internationale.

Echelle internationale. — Au premier congrès de l'Union astronomique internationale, la commission de photométrie stellaire ⁽¹⁾, présidée par Seares, réunit et discuta toutes les déterminations de magnitudes photographiques et photovisuelles de la séquence polaire et adopta pour celles-ci les moyennes pondérées. Comme nous l'avons dit l'échelle ainsi obtenue s'appelle échelle interna-

⁽¹⁾ *International Astronomical Union. Meeting in Rome* (mai 1922) Rapport de la commission 25 (photométrie stellaire).

SÉQUENCE POLAIRE NORD

n°	x	y	m _p	m _{pv}
1 ^s	+ 68,85	+ 25,88	2,55	2,08
1	+ 3,90	— 203,20	4,40	4,37
2	+ 239,50	— 110,17	5,24	5,28
3	+ 192,83	— 27,08	5,78	5,56
4	+ 6,30	— 180,33	5,91	5,84
5	+ 88,08	+ 21,80	6,46	6,45
2 ^s	— 104,55	— 6,58	6,47	6,30
3 ^s	— 180,17	— 11,02	6,64	6,35
1 ^r	— 38,85	+ 163,10	6,69	5,09
6	— 31,52	+ 55,72	7,12	7,06
7	— 105,73	+ 26,37	7,38	7,55
2 ^r	+ 21,37	— 56,85	7,93	6,32
8	+ 64,87	+ 43,10	8,32	8,13
9	+ 65,20	+ 55,88	8,93	8,83
3 ^r	— 104,52	— 30,17	8,96	7,57
10	+ 12,13	+ 14,33	9,11	9,06
4 ^r	+ 34,33	— 71,03	9,18	8,27
11	— 30,75	+ 3,37	9,77	9,56
12	— 27,50	— 14,55	10,08	9,77
5 ^r	— 64,22	— 14,70	10,16	8,63
4 ^s	— 16,95	+ 21,98	10,31	9,83
13	— 14,33	— 16,22	10,52	10,37
6 ^r	— 5,40	+ 31,42	10,53	9,24
14	+ 8,72	+ 1,30	10,92	10,56
7 ^r	— 7,15	— 11,80	10,96	9,87
5 ^s	— 4,37	— 5,67	11,07	10,06
15	— 6,40	+ 13,27	11,27	10,88
6 ^s	— 17,75	— 4,20	11,36	10,72
8 ^r	— 6,47	— 20,35	11,44	10,46
16	+ 11,60	— 12,08	11,58	11,22
17	+ 0,10	— 19,77	11,88	11,30
9 ^r	— 18,87	— 17,43	11,95	
18	+ 3,10	— 16,10	12,28	11,90
10 ^r	— 16,55	— 5,05	12,61	12,03
7 ^s	— 4,43	— 5,47	12,62	12,04
19	— 0,90	— 7,78	12,68	12,24
20	+ 2,23	— 4,45	12,98	12,52
11 ^r	— 4,77	— 4,70	13,22	12,07
21	— 2,57	— 15,17	13,34	12,49
22	+ 0,95	— 13,75	13,46	12,84
23	+ 0,20	— 1,43	13,59	13,00
12 ^r	+ 2,17	— 7,63	13,78	12,47
24	— 0,13	— 10,43	13,92	13,31
25	— 1,60	— 8,15	14,10	13,58
8 ^s	— 6,70	— 1,88	14,49	13,77
26	+ 0,42	— 5,52	14,61	13,69

n°	x	y	m_p	m_{pv}
9 ^s	— 1,45	+ 0,03	14,73	13,74
27	+ 3,60	— 0,20	14,89	14,25
10 ^s	+ 3,47	+ 4,25	15,28	14,52
11 ^s	— 2,20	— 4,38	15,30	14,35
28	— 6,72	+ 2,07	15,31	14,54
12 ^s	+ 6,63	— 0,80	15,35	14,67
13 ^s	+ 4,53	+ 4,92	15,51	14,54
29	— 5,32	+ 2,48	15,87	15,21
14 ^s	+ 6,42	+ 0,53	16,02	15,05
30	— 6,73	+ 1,50	16,19	15,44
31	— 2,08	— 3,58	16,40	15,62
15 ^s	— 2,05	— 1,35	16,57	15,71
32	+ 0,50	+ 2,30	16,75	15,58
16 ^s	+ 4,40	— 2,03	16,86	15,50
33	+ 0,00	— 6,88	17,06	15,97
17 ^s	— 3,23	— 4,77	17,19	15,89
34	— 2,12	— 3,10	17,24	16,29
35	— 0,37	+ 0,40	17,63	16,94
36	0,00	— 0,18	17,78	16,80
18 ^s	— 1,87	— 1,42	17,94	16,91
37	+ 2,38	— 2,47	18,01	16,81
19 ^s	— 2,55	— 4,63	18,16	16,95
38	+ 0,77	— 2,97	18,20	17,05
39	+ 2,05	— 1,37	18,58	17,13
20 ^s	+ 1,93	+ 1,72	18,60	17,19
21 ^s	— 2,58	— 3,92	18,65	17,33
22 ^s	+ 2,38	— 2,03	18,75	17,13
23 ^s	— 2,13	— 1,67	18,70	17,41
40	+ 0,88	+ 0,15	18,87	17,29
24 ^s	— 2,43	+ 0,47	18,88	17,34
25 ^s	+ 1,43	+ 1,22	18,84	17,38
26 ^s	+ 1,37	+ 2,27	18,89	
41	+ 1,13	— 1,05	19,02	17,47
27 ^s	— 2,33	— 0,27	19,08	17,43
42	— 2,03	+ 1,27	19,18	
28 ^s	+ 2,12	+ 1,72	19,23	
29 ^s	+ 2,23	— 0,27	19,28	
30 ^s	+ 1,10	— 1,78	19,52	
43	+ 1,30	— 1,78	19,53	
31 ^s	— 1,40	+ 1,93	19,49	
32 ^s	+ 3,17	— 1,13	19,56	
44	+ 1,22	— 1,57	19,59	
33 ^s	0,00	— 0,53	19,68	
34 ^s	— 2,25	— 0,18	19,70	
45	+ 1,67	— 1,85	19,80	
35 ^s	— 0,63	+ 0,50	19,86	
36 ^s	— 1,30	+ 1,17	19,48	
37 ^s	+ 1,43	— 0,77	19,65	
46	— 0,45	+ 0,98	19,83	
38 ^s	— 2,47	— 0,23	20,10	

tionale ; elle est exacte à 0,05 magn. près pour les grandeurs photographiques, en ce qui concerne les magnitudes photovisuelles l'échelle internationale est probablement moins précise.

Nous donnons dans le tableau ci-dessus les coordonnées x et y (en minutes d'arc) des étoiles de la séquence polaire nord ainsi que leurs magnitudes photographiques et photovisuelles d'après l'échelle internationale. L'origine O des coordonnées est le pôle nord de 1.900,0, oxy est le plan tangent en O à la sphère céleste, ox est tangent au méridien d'ascension droite o^h .

Les aires de Kapteyn (S. A.). — Nous décrirons plus en détail dans le prochain fascicule le projet d'étude de 206 petites aires de la sphère céleste proposé par Kapteyn vers 1904, ces régions sont appelées aires de Kapteyn ou Selected Areas ou par abréviation S. A.

Elles ont été étudiées par de nombreux observateurs et, au point de vue qui nous intéresse ici, les magnitudes photographiques et photovisuelles des étoiles de ces aires ont été déterminées un grand nombre de fois par comparaison avec la séquence polaire nord ; souvent l'échelle de magnitudes a été vérifiée par l'une des méthodes que nous avons exposées précédemment ou par comparaison de plusieurs S. A. entre elles.

Le principal avantage des S. A. sur la séquence polaire nord est d'être utilisables comme séquences de comparaison, à tout instant et en tout lieu, avec un instrument ne pouvant viser le pôle. Elles constituent la meilleure séquence après la séquence polaire.

Magnitudes photographiques des S. A. — Les magnitudes photographiques des étoiles des S. A. ont été l'objet de deux déterminations principales.

1) A l'Observatoire du Mont Wilson, Seares, Kapteyn et Van Rhijn ⁽¹⁾ ont déterminé les magnitudes photographiques de 68.000 étoiles des S. A. 1 à 139. Les déterminations s'étendent à toutes les étoiles situées dans un champ de $15' \times 15'$, centré sur la S. A. et jusqu'à la magnitude 18 ou 19.

L'échelle de magnitude a été déterminée pour chaque aire par la méthode des écrans et par celle de la grille, chaque aire fut com-

⁽¹⁾ Mt. WILSON, *Catalogue of photographic magnitudes in selected areas, 1 to 139* publié par F. H. SEARES, J. C. KAPTEYN et P. J. VAN RHIJN.

parée aux deux aires adjacentes et de six en six les aires furent comparées à la séquence polaire nord.

L'erreur moyenne des magnitudes définitives paraît être $\pm 0,09$.

2) A l'observatoire d'Harvard et à sa succursale d'Aréquipa, Pickering, Kapteyn et Van Rhijn ont déterminé les magnitudes de 232.000 étoiles des S. A. ⁽¹⁾ ; le champ étudié est de $60' \times 60'$ et la magnitude limite 16. L'échelle a été réduite par la suite à celle du Mont Wilson. Enfin dans un champ de $3^{\circ},5 \times 3^{\circ},5$ entourant les centres des S. A. on a déterminé les magnitudes des étoiles jusqu'à la 13^e grandeur (en cours de publication). Ces déterminations ont été faites en collaboration avec le laboratoire de Groningue qui se chargeait de la mesure et de la réduction des clichés.

L'erreur moyenne d'une magnitude de ce catalogue est $\mp 0,16$.

Pannekoek ⁽²⁾ estime que ces magnitudes sont entachées de très petites erreurs systématiques dépendant du diamètre des taches stellaires, les corrections à apporter étant négatives et au maximum $-0,06$ pour les étoiles faibles et les étoiles brillantes et positives (max. $+0,07$) pour les étoiles moyennes. Il détermine ces corrections en supposant que le nombre des étoiles de diamètre D sur un cliché est une fonction analytique simple de D.

3) A. Greenwich, des déterminations de magnitudes photographiques des étoiles plus brillantes que la 14^e grandeur dans quelques S. A. des zones $+30^{\circ}$, $+40^{\circ}$ et $+60^{\circ}$, ont été faites sous la direction de Sir F. Dyson ⁽³⁾.

4) A l'observatoire Yerkes, Parkhurst ⁽⁴⁾ a déterminé les magnitudes de 1.550 étoiles des S. A. de la zone $+45^{\circ}$, l'échelle était établie avec les images de diffraction données par une grille photométrique. L'erreur moyenne est 0,06.

5) A l'observatoire de Potsdam, P. Münch a entrepris la détermination des magnitudes photographiques dans les S. A. de la zone $+15^{\circ}$.

⁽¹⁾ *Harvard Annals*, n° 101 (declin. 0° à $+90^{\circ}$), n° 102 (declin. -15° et -30°) et n° 103 (declin. -45° à -90°). Ce travail s'appelle *Harvard Groningue Durchmusterung of Selected Areas*.

⁽²⁾ PANNEKOEK, *Systematic errors in the Durchmusterung of Selected Areas*. *Bull. of Astron. Instit. of Netherlands*, vol. 1, n° 11, p. 53, mars 1932.

⁽³⁾ *Photographic magnitudes of stars brighter 14,0 magn. in 40 of Kapteyn S. A. determined at the observatory of Greenwich under the direction of Sir Frank Dyson*, 1931.

⁽⁴⁾ *Yerkes Publications*, vol. 4, part. 6 (1927).

6) En collaboration avec Groningue, l'observatoire de la Piazza a entrepris la détermination des magnitudes des S. A. de l'hémisphère sud.

Magnitudes photovisuelles des S. A. — 1) Au Mont Wilson on a entrepris la détermination des magnitudes photovisuelles jusqu'à la magnitude 15,5 (limite obtenue après une heure de pose avec le télescope de 2 m. 50), dans 43 S. A. de déclinaison supérieures à -15° . La magnitude limite est 15. Chaque S. A. est comparée à la séquence polaire et l'échelle est en outre vérifiée par la méthode des écrans.

2) A. Yerkes, Parkhurst (*loc cit*) a déterminé les magnitudes photovisuelles de toutes les étoiles dont il étudiait les magnitudes photographiques.

3) Signalons quelques déterminations de magnitudes visuelles à Poulkovo et photovisuelles à Mac Cormick ⁽¹⁾.

4) Miss L. T. Slocum ⁽²⁾ a déterminé les indices de coloration des étoiles jusqu'à la 18^e grandeur dans les S. A. du Cygne et de Cassiopée.

Les séquences de Miss Leawitt. — Ces séquences ont été établies à Harvard par Miss Leawitt ⁽³⁾ sur l'instigation de Pickering avant les S. A. Elles sont au nombre de 48 et ont pour but de faciliter la photométrie aux instruments qui ne peuvent viser le pôle.

Les magnitudes photographiques de 20 étoiles de la 8^e à la 15^e grandeur situées à moins de 20' des points précédents ont été déterminées par Miss Leawitt (erreur moyenne $\mp 0,11$).

Miss C. H. Payne ⁽⁴⁾ a publié un catalogue donnant les magni-

⁽¹⁾ *Groningen Publications*, n° 44.

⁽²⁾ *A study of coloration indices of faint Stars in five Selected Areas, in the Milky Way.* Lois T. Slocum. *Lick Observatory Bulletin*, n° 434.

Areas 64	19 h. 58 m.	+ 29° 56'
18	21 h. 24 m.	+ 60° 10'
19	23 h. 23 m.	+ 60° 01'
8	1 h. 00 m.	+ 60° 10'
9	3 h. 04 m.	+ 60° 20'

⁽³⁾ Miss LEAWITT, *Harvard Annals*, vol. 71, part. 4.

⁽⁴⁾ C. M. PAYNE, *Photovisual magnitudes in Harvard Standard Régions.* *Harvard Annals*, vol. 89, n° 1 (1931).

tudes photographiques et photovisuelles déterminées à Harvard, de 20 étoiles dans chacune des séquences de Miss Leawitt, mais ces étoiles sont plus brillantes que la 11^e grandeur.

Amas d'étoiles. — En dehors des séquences précédentes on peut utiliser pour faire des comparaisons photométriques une région quelconque du ciel où les magnitudes des étoiles ont été déterminées auparavant. Les principaux amas d'étoiles et surtout les amas ouverts ont fait l'objet de nombreuses études photographiques et peuvent souvent servir de séquence.

Les pléiades par exemple constituent une séquence aussi sûre que la séquence pôlaire nord ; les déterminations les plus récentes des magnitudes photographiques et photovisuelles dans cet amas sont dues à Hertzsprung (¹), Shapley et Miss Richmond (²).

Catalogues plus étendus. — Les séquences que nous venons d'énumérer sont particulièrement adaptées aux études de photométrie stellaire car elles donnent les magnitudes d'étoiles qui sont réunies dans une petite région du ciel, et dont les éclats s'étendent sur un grand intervalle de magnitudes.

Il existe d'autres catalogues qui s'étendent sur un faible intervalle de magnitude mais comprennent des étoiles réparties sur une plus grande surface de la sphère céleste. Ils ont moins d'importance pour nous, citons les simplement.

La Göttinger Aktinométrie. — Dressée à Göttingen par les soins de Schwarzschild (³), elle comprend les magnitudes photographiques de toutes les étoiles (3.522) de la grandeur 5,5 à la grandeur 7,5 dans la zone de déclinaison 0°, + 20°.

D'après Van Rhijn (⁴) l'échelle de la Göttinger Aktinométrie coïncide pratiquement avec la séquence polaire de H. A. 71.

(¹) HERTZSPRUNG, *Astron. Nachricht*, vol. 199, p. 247 (1914).

(²) SHAPLEY et MISS RICHMOND. *Mt. Wilson, Contrib.* n° 218 (1921).

(³) *Aktinometrie der Sternen der B. D. bis zur Grösze 7,5 in der Zone 0° + 20° Deklination. Teil A. Astr. Mitteil. der Königl. Sternwarte Göttingen* vol. 14 (1910) *Teil B Abhandl. der Königl. Math. Phys. Kl. Neue Folge* vol. 8, n° 4 (1912).

(⁴) VAN RHIJN, *Groningen Public*, n° 27.

Tableau de Van Rhijn

Grandeur	Gott. Akt. — H. A. 71
5,5 à 6,0	+ 0,03
6,0 » 6,5	+ 0,02
6,5 » 7,0	+ 0,03
7,0 » 7,5	+ 0,02
7,5 » 8,0	— 0,07

L'erreur moyenne d'une magnitude de la Gottinger Aktinometrie est $\pm 0,024$, c'est donc une œuvre photométrique de très haute précision.

La Yerkes Aktinometrie. — Sous la direction de Parkhurst ⁽¹⁾, une séquence polaire nord a été déterminée à l'Observatoire de Yerkes. L'instrument employé était un doublet Zeiss, de 145 cm. d'ouverture, de 814 cm. de distance focale et de 6° de champ. La méthode employée était celle des images extrafocales que nous décrirons plus loin.

On a ainsi déterminé avec 325 clichés, les magnitudes photographiques de plus de 500 étoiles plus brillantes que la grandeur 8,5, situées à moins de 17° du pôle.

Parkhurst a également déterminé les magnitudes photovisuelles des mêmes étoiles mais avec des poses focales cette fois.

Le zéro de l'échelle avait été déterminé au moyen des étoiles A5 de magnitude 5,5 à 6,5 figurant dans H. A. 45 ; par la suite, les résultats de la Yerkes Actinometry ont été réduits à l'échelle internationale ⁽²⁾.

L'erreur moyenne de ces magnitudes est $\pm 0,05$.

Catalogue de Greenwich. — A Greenwich, sir Frank Dyson ⁽³⁾ a fait déterminer les magnitudes photographiques de toutes les étoiles plus brillantes que la 9^e grandeur, de déclinaison supérieure à 65° (8.800 étoiles). L'instrument utilisé était la chambre photographique de 15 centimètres d'ouverture de Franklin Adams,

⁽¹⁾ PARKHURST, *Astrophys. Journ.*, vol. 36, p. 169 (1912).

⁽²⁾ *Monthly Notices*, vol. 72, p. 695 (1912).

⁽³⁾ *Greenwich Public*, 1913 et 1914 et *Edinburgh Public*, 1914.

deux poses étaient faites sur la séquence polaire et deux sur la région à étudier.

Il est nécessaire de signaler que les astronomes de Greenwich ont utilisé les grandeurs de la séquence nord données dans H. C. 170, aussi lorsqu'on utilise le catalogue de Greenwich pour un travail moderne, est-il nécessaire de faire subir à ces grandeurs les corrections nécessaires pour les ramener à l'échelle de H. A. 71. L'erreur moyenne est $\pm 0,09$.

Autres catalogues. — Signalons enfin diverses publications analogues :

King ⁽¹⁾, à Harvard, a déterminé par la méthode extrafocale les magnitudes photographiques et photovisuelles d'un grand nombre d'étoiles visibles à l'œil nu. Il est intéressant de constater que ces magnitudes photovisuelles sont en bon accord avec celles de Seares.

Beliaswsky ⁽²⁾ a mesuré les magnitudes photographiques de 2.750 étoiles de 6^e à 9^e grandeur voisines du pôle.

Malmquist ⁽³⁾ a déterminé les magnitudes photographiques de 3.700 étoiles.

A l'observatoire d'Harvard ⁽⁴⁾, Shapley a fait déterminer les magnitudes photographiques de 3.400 étoiles plus brillantes que la magnitude 8,25 et de déclinaison supérieure à $+ 57^{\circ}5$. La méthode employée est la méthode des poses extrafocales, l'erreur moyenne de ce catalogue est 0,03.

I. L. Balanowskaja ⁽⁵⁾ a déterminé les magnitudes photographiques de 2.400 étoiles de la Potsdamer Durchmusterung de la zone $57^{\circ}5 < \delta < 77^{\circ}5$ (erreur moyenne 0,03).

Détails pratiques

Caractéristique de plaque. — Soit I l'intensité lumineuse d'une étoile, t la durée de la pose, D le diamètre de l'image stellaire obtenue.

⁽¹⁾ KING, *Harvard Annals*, vol. 76.

⁽²⁾ BELIAWSKY, *Pulkovo Bull.*, n° 6, p. 263 (1915).

⁽³⁾ MALMQUIST, *Meddel. fran Lund ser II*, n° 37 (1927).

⁽⁴⁾ *Harvard catalogue of photographic magnitudes of bright stars north of $+ 57^{\circ}5$.*

⁽⁵⁾ I. L. BALANOWSKAJA, *Katalog der photographischen Grössen der Sterne der Potsdamer Durchmusterung*. Bull. Observ. Poulkovo, vol. 13, n° 2, (1933).

Portons en abscisses $\log It^p$ et en ordonnées $\log D$.

On obtient une courbe, indépendante de t d'après la loi de Schwarzschild, dont l'allure est représentée sur la figure 7. Elle part tangente à l'axe des abscisses, s'élève lentement d'abord, passe par un point d'inflexion, puis tourne sa concavité vers le bas et croît de moins en moins vite comme si elle avait une asymptote horizontale.

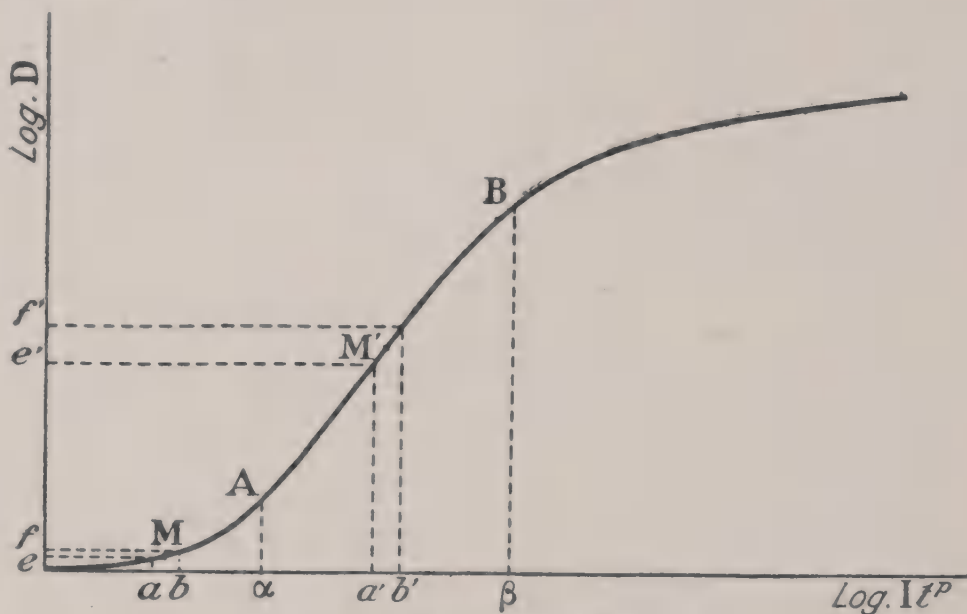


Fig. 7. — Caractéristique de plaque.

Abscisses : $\log I t^p$, I étant l'intensité de la lumière incidente, t le temps de pose et p l'exposant de Schwarzschild.

Ordonnées : $\log D$, D étant le diamètre de l'image obtenue.

Cette courbe est la caractéristique de la plaque pour les diamètres stellaires. Il ne faut pas la confondre avec la caractéristique de la plaque obtenue en portant en abscisses t et en ordonnées $\log I$, I étant le noircissement provoqué par l'éclairement sur une plage d'étendue finie de la plaque.

Dans le voisinage du point d'inflexion elle est sensiblement rectiligne ; dans l'intervalle où cette courbe peut être confondue avec une droite on peut dire que D est de la forme :

$$D = a \log It^p + b,$$

a et b étant deux constantes.

Mais, comme nous venons de le voir, il n'est pas nécessaire d'utiliser cette forme analytique de la fonction $f(I, t)$ pour mesurer des grandeurs.

Il est même prudent de ne pas le faire car cette loi n'est que approximativement vérifiée.

Nous allons tirer quelques conclusions de l'allure de la caractéristique :

En pratique on ne peut mesurer les grandeurs avec quelque précision, que si la quantité It^p tombe dans l'intervalle (α, β) . On voit en effet que, pour une variation donnée de I , la variation correspondante de D est maximum dans cet intervalle.

Considérons par exemple une étoile très faible représentée par le point M et une étoile moyenne représentée par M' . Pour des variations égales $ab, a'b'$, de $\log It^p$ les variations de D sont ef et $e'f'$ et d'après la figure

$$ef < e'f',$$

la précision de la mesure de la magnitude de M est donc inférieure à celle de la mesure de la magnitude de M' .

En pratique, si les étoiles les plus faibles perceptibles sur un cliché sont de magnitude m , il est prudent de ne mesurer que les étoiles plus brillantes que la magnitude $m - 0,6$.

La forme de la caractéristique nous fait comprendre pourquoi on augmente la sensibilité d'une plaque en la voilant légèrement avant de l'utiliser ; supposons en effet que par exposition préalable à la lumière diffuse nous ayons voilé le cliché en sorte que le noircissement de chaque point du cliché corresponde au point A . Dès lors une étoile faible qui aurait donné, sans cette opération, une image à peine visible correspondant au point M par exemple, donnera une image nette correspondant à un point tel que M' . Avec ce procédé on peut gagner une grandeur stellaire.

Mesure des magnitudes provisoires. — On pourrait à la rigueur mesurer les diamètres des images stellaires en millimètres. Il suffirait d'examiner le cliché avec un microscope comprenant un micromètre.

En pratique on emploie un procédé plus expéditif : On examine le cliché avec un microscope et on place dans le plan focal de celui-ci une échelle de grandeur, cette échelle est une plaquette de verre sur laquelle sont figurées des taches circulaires noires de diamètres décroissants, à chacune est affecté un nombre qui représente la grandeur provisoire.

Le cliché et l'échelle étant simultanément au point, on estime pour chaque étoile la magnitude provisoire pour laquelle la tache de l'échelle a la même dimension que l'étoile. Il est bon de faire l'estimation plusieurs fois et de prendre la moyenne.

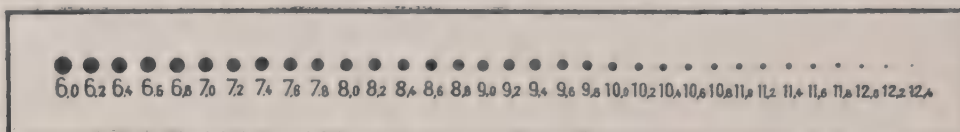


Fig. 8. — Echelle de magnitudes provisoires.

Pour faire cette échelle on a tracé pour une succession de valeurs de m en progression arithmétique, une série de cercles dont les diamètres d sont définis par une formule telle que :

$$\log d = c - 0,1 m$$

La construction d'une échelle de magnitudes peut se faire de plusieurs manières. Par exemple on dessine sur un grand carton blanc des cercles noirs dont les diamètres D varient suivant la loi :

$$m = a - b \log D,$$

où m prend toutes les valeurs de 0,1 en 0,1.

Les coefficients a et b sont déterminés de manière que l'échelle provisoire ainsi obtenue se rapproche le plus possible de l'échelle des magnitudes vraies ; on photographie ensuite ces disques de manière à obtenir sur verre une échelle semblable à la première et de dimensions minimales.

Un procédé plus simple consiste à photographier une même étoile avec des temps de poses en progression géométrique et en décalant chaque fois la lunette d'une quantité constante.

Correction de distance au centre. — Diverses circonstances (courbure du champ, aberrations de sphéricité en dehors de l'axe), font que le diamètre d'une image stellaire dépend, non seulement de l'éclat de celle-ci, mais aussi de sa position sur le cliché, d'où une correction à introduire avant de comparer entre elles les étoiles du cliché. Traitons le cas le plus simple : celui où le cliché est normal à l'axe optique et où l'objectif est bien symétrique ; dans ce cas la correction à introduire ne dépend que de la distance r de l'image au centre du cliché et de la grandeur provisoire de l'étoile m_{prov} .

Numériquement on effectue cette correction en ajoutant à la magnitude observée de l'étoile une quantité dite « réduction au centre » de manière à obtenir la magnitude qu'aurait eu l'étoile si elle avait été photographiée au centre du cliché dans les mêmes conditions.

Cette réduction au centre se détermine en photographiant un champ stellaire pendant la même durée à des distances successives du centre.

La mesure des magnitudes successives des étoiles donne immédiatement la réduction au centre.

Cette réduction dépend presque toujours de la magnitude des étoiles, elle dépasse rarement une magn.

Extinction atmosphérique. — Les rayons lumineux traversent l'atmosphère avant de nous parvenir et subissent de ce fait une extinction.

Cette extinction dépend de nombreux facteurs, mais principalement, pour une atmosphère calme, de la distance zénitale z .

Soit E_z l'éclat apparent d'une étoile à la distance zénitale z , E_0 son éclat au zénith. Les rayons lumineux subissent pour un petit parcours ds dans l'air une extinction relative $\frac{dE}{E}$ proportionnelle à la masse d'air traversée, soit ρ la densité de l'air à la hauteur h au-dessus du sol, $E(h)$ l'intensité des rayons provenant d'une étoile à la hauteur h , i l'angle du rayon lumineux avec la verticale. On a :

$$dE = -K \cdot E \cdot \rho \, ds,$$

or

$$dh = ds \cos i,$$

donc

$$\frac{dE}{E} = -\frac{K\rho}{\cos i} \, dh.$$

Nous nous bornerons à une première approximation en supposant i constant et égal à z (pour $z < 60^\circ$, i varie de z à $z - 1'$) d'où :

$$\log E(z) = -C \sec z + C',$$

où

$$C = + \int K\rho \, dh,$$

est indépendant de z .

On tire de là :

$$\log \frac{E(z)}{E(0)} = - C (\sec z - 1).$$

Soit $m(z)$ la grandeur apparente de l'étoile on a :

$$m(z) - m(0) = + 2,5 C [\sec z - 1].$$

Ainsi : l'extinction a pour effet de diminuer toutes les magnitudes stellaires d'une quantité qui est fonction linéaire de la sécante de la distance zénithale. Le coefficient de proportionnalité $C' = - 2,5 C$, est indépendant de la magnitude de l'étoile observée, mais il dépend dans une certaine mesure de la longueur d'onde de la lumière de l'astre, en sorte qu'il n'est pas le même pour les divers types spectraux. C' dépend de l'état de l'atmosphère aux diverses altitudes au-dessus de l'observateur. On le détermine expérimentalement en photographiant la même région du ciel dans les mêmes conditions et au cours de la même nuit à diverses hauteurs au dessus de l'horizon, et la quantité :

$$m(z) - m(0),$$

ou réduction au zénith peut être réduite en tables.

La correction d'extinction n'intervient pas lorsqu'on compare les étoiles d'un même cliché. Pour un cliché de 2° de côté, à moins de 50° du zénith, la correction d'un bord à l'autre est inférieure à 0,01 grandeur. Elle intervient lorsqu'on étalonne les magnitudes d'un cliché par comparaison avec une séquence. Si la région étudiée est photographiée à la distance zénithale z et la séquence à z' , il faut augmenter toutes les magnitudes de la séquence de :

$$m(z) - m(z'),$$

La constante C' varie d'un lieu à un autre et en un même lieu d'une nuit à une autre, elle est généralement voisine de 0,20 magn. Elle dépend du type spectral et diminue de 0,03 environ lorsqu'on va du type A au type M.

Il importe, lorsqu'on a pris un cliché, d'attendre quelques heures pour le développer. On a constaté en effet que l'intensité d'une image prise dans des conditions déterminées augmentait lorsqu'on attendait un temps de plus en plus long pour effectuer le développement.

Si on a fait des poses sur une région et sur une séquence à des intervalles de 20 minutes par exemple et qu'on développe le cliché immédiatement après la pose, les poses faites en premier donnent des images relativement plus intenses que celles qu'on a faites en dernier lieu, et la précision des mesures s'en ressent.

Au contraire si on attend 24 heures par exemple, le vieillissement de toutes les poses devient pratiquement le même et les erreurs provenant du phénomène signalé ne sont plus à craindre.

Pickering avait constaté que si on fait successivement des poses identiques sur une même région et une même plaque, les dernières images sont plus faibles que les premières, ceci tient à ce qu'il développait des plaques tout de suite après la pose.

Effet Eberhard. — Lorsque deux étoiles sont très voisines sur un cliché, sans pour cela se toucher, les diamètres de leurs images sont plus petits que si, toutes autres circonstances étant les mêmes, ces étoiles formaient leurs images en deux points éloignés du cliché. Tout se passe comme si la plaque photographique se trouvait fatiguée dans le voisinage immédiat d'une image stellaire. On évite presque complètement l'effet Eberhard en employant un développateur à l'oxalate de fer.

Magnitude limite des étoiles visibles dans un instrument. — Une étoile de magnitude m donne dans le plan focal d'un instrument d'ouverture d une image dont l'intensité est proportionnelle à :

$$10^{-0,4m} \times d^2.$$

La magnitude limite m_l observable dans un instrument correspond au cas où l'intensité précédente atteint une valeur donnée :

$$10^{-0,4m_l} \times d^2 = C,$$

ou :

$$m_l = 5 \log d + \text{const.}$$

La constante se détermine par l'expérience. On trouve que si d est exprimé en centimètres :

$$m_l = 5 \log d + 6,5.$$

Nous avons réuni dans le tableau ci-dessous les valeurs de m relatives à quelques valeurs de D :

Ouverture de l'instrument D (cm)	1	5	10	25	60	80	100	150	250
Magnitude des étoiles visibles les plus faibles m_l ...	6,5	10,0	11,5	13,5	15,3	16,0	16,5	17,4	19,0

Ces résultats ne sont qu'approchés, en réalité m_l dépend, dans une certaine mesure, de la qualité de l'instrument, de la transparence du ciel et du grossissement employé.

Magnitude limite des étoiles photographiées dans un instrument.

— Nous avons dit que l'image photographique d'une étoile était un cercle de rayon notablement supérieur à celui de la tache de diffraction ; l'étalement de la lumière de l'étoile sur une telle surface est dû à la diffusion de la lumière dans la plaque photographique et à l'agitation atmosphérique.

L'émulsion et la transparence du ciel étant données, admettons que pour qu'une étoile soit visible sur un cliché il suffise que l'énergie envoyée par elle sur une surface donnée du plan focal dépasse une certaine valeur e .

Supposons d'abord que seule la diffusion de la lumière dans la gélatine intervienne, l'agitation atmosphérique jouant un rôle négligeable la magnitude des étoiles les plus faibles du cliché ne dépend alors que de l'ouverture de l'instrument et du temps de pose.

En effet pour une plaque donnée le diamètre D de l'image d'une étoile est fonction de :

$$x = Et^p.$$

E étant l'énergie lumineuse que l'étoile envoie sur l'objectif en une seconde, si d est le diamètre de cet objectif, E est proportionnel à $d^2 \cdot 10^{-0,4m}$, x dépend donc de $d^2 \cdot 10^{-0,4m} t^p$.

L'étoile n'est visible sur un cliché que lorsque x atteint une certaine valeur x_0 .

$$x_0 = d^2 10^{-0,4m} t^p.$$

La grandeur limite m est donc donnée par cette relation qui s'écrit :

$$m = -2,5 \log x_0 + 5 \log d + 2,5 p \log t.$$

Ou en adoptant $p = 0,8$

$$m = 5 \log d + 2 \log t + C.$$

Supposons maintenant que seule l'agitation atmosphérique intervienne et que la diffusion de la lumière soit négligeable ; pour simplifier nous admettrons que l'agitation de l'air a pour effet de donner à l'étoile un diamètre angulaire 2ε et le problème est ainsi ramené à celui de la photographie d'un astre de diamètre angulaire sensible.

L'énergie $10^{-0,4m}d^2$ qui tombe sur l'objectif se répartit alors sur une surface $\pi f^2 \varepsilon^2$ du plan focal, l'énergie par unité de surface au bout du temps de pose t est alors proportionnelle à :

$$10^{-0,4m} \left(\frac{d}{f} \right)^2 t^p,$$

L'éclat des étoiles limites photographiées s'obtient en égalant cette quantité à une constante :

$$10^{-0,4m} \frac{d^2 t^p}{f^2} = e_0.$$

leur magnitude m' est en adoptant $p = 0,8$:

$$m' = 5 \log d - 5 \log f + 2 \log t + C,$$

Si les deux effets agissent on peut admettre que la magnitude limite des étoiles obtenues au bout du temps t est :

$$m_l = \lambda m' + (1 - \lambda)m,$$

λ étant un nombre compris entre 0 et 1, nul si l'agitation atmosphérique est sans effet. D'après les expressions de m et de m' on a donc :

$$m_l = 5 \log d + 2 \log t - 5\lambda \log f + C.$$

Les constantes C et λ dépendent de l'émulsion, de la transparence du ciel et de la qualité de l'instrument, cherchons en seulement des valeurs approchées.

Évaluons d et f en centimètres, t en minutes, on trouve alors que les observations faites avec les instruments actuellement en usage dans les observatoires sont assez bien représentées si on adopte :

$$\lambda = +0,2, \quad C = +7,1.$$

A titre d'indication voici quelques résultats déduits de la formule :

$$m = 5 \log d + 2 \log t - \log f + 7,1.$$

	Instrument de la carte du ciel	Réflecteur de Yerkes	Réflecteur de Crossley	Télescope de 1,5 m du Mt Wilson	Télescope Hooker
Ouverture cm	33	61	91	152	250
Foyer cm.	344	258	330	760	1260
Temps de pose 10 m.	14,1	15,7	16,2	17,1	18,0
» 30 »	15,1	16,7	17,2	18,1	19,0
» 60 »	15,7	17,3	17,8	18,7	19,6
» 120 »	16,3	17,9	18,4	19,3	20,2
» 240 »	16,9	18,5	19,0	19,9	20,8

D'après la formule obtenue on voit que pour gagner une grandeur avec un instrument donné il faut tripler le temps de pose.

Lorsqu'on double le temps de pose on gagne 0,6 magn. et nous verrons que le nombre des étoiles ainsi obtenues sur une surface donnée du ciel est double. Signalons cette curiosité : le nombre des étoiles sur un cliché est à peu près proportionne au temps de pose.

Les nombres du tableau précédent ne doivent être considérés que comme approchés ; ils représentent ce qu'on peut espérer obtenir par ciel ordinaire avec les plaques les plus sensibles. Signalons que, par temps exempt de nuages et de brume, il y a très peu de différence entre la transparence du ciel en divers lieux. Entre une ville comme Paris et un observatoire situé sur les hauts plateaux où le ciel est le plus pur, la différence n'est que de quelques dixièmes de grandeur au plus.

Lorsqu'on se propose de mesurer les magnitudes des étoiles faibles d'un cliché, il faut s'arrêter aux étoiles un peu plus brillantes que la magnitude limite m_l , car les étoiles très faibles se manifestent par des taches très petites et très floues sur lesquelles les mesures précises ne sont pas possibles, et de plus la loi de Scharzschild cesse d'être vraie pour des éclaircissements très faibles, en pratique si m_l est la grandeur limite des étoiles photographiées on ne peut mesurer que la magnitude des étoiles plus brillantes que la grandeur $m_l - 0,5$.

On ne peut augmenter indéfiniment le temps de pose, le fond du ciel est en effet légèrement lumineux, cette luminosité du ciel amène au bout d'un certain temps un voile général de la plaque et limite par conséquent la durée de pose.

Il est facile d'évaluer le temps de pose limite pour un instrument de diamètre d et de distance focale f en centimètres; si E est la lumière envoyée en une seconde dans un cône d'angle ouverture ω sur un cm^2 , chaque cm^2 du plan focal recevra :

$$E\pi\left(\frac{d}{2}\right)^2 \frac{1}{f^2} = c\left(\frac{d}{f}\right)^2 \text{ par seconde}$$

Soit E_1 l'intensité qui produit un voile rendant la plaque inutilisable, la durée limite de la pose T est donnée par :

$$E_1 = c\left(\frac{d}{f}\right)^2 T^p.$$

c'est-à-dire :

$$T = K\left(\frac{f}{d}\right)^{\frac{2}{p}}.$$

Ainsi T dépend du rapport de la distance focale à l'ouverture de l'instrument.

Admettons que $p = 0,8$, et que, pour $\frac{f}{d} = 10$, la durée de pose ne doive pas excéder 8 heures, on déduit de la formule précédente :

$$K = 1,50,$$

et :

$$T = 1,50\left(\frac{f}{d}\right)^{2,5}.$$

Voici quelques valeurs de ce temps de pose limite :

	Télescope de Meudon	Télescope de 2 m. 50 du M ^t Wilson	Instrument de la carte du ciel	Lunette Yerkes	Telescope Hoocker avec $f = 45^m$
$\frac{f}{d}$	3	5	10	20	30
Temps	20 min.	40 min.	8 heures	40 heures	120 heures
m_{lim}	17,1	19,6	17,7	21,3	23,6

Mesure des magnitudes au moyen de la photométrie des plages

Nous décrivons sommairement cette méthode car elle n'est guère utilisable statistiquement, on l'a appliquée jusqu'à présent de trois manières.

Images extrafocales. — On photographie la région à étudier en plaçant la plaque en dehors du plan focal. Les images géométriques des étoiles sur la plaque au lieu d'être des taches de diffraction de dimensions négligeables sont alors des cercles de rayons égaux, ce rayon croît proportionnellement à l'écart entre la plaque et le plan focal.

On mesure l'intensité de la lumière de l'étoile d'après le noircissement du cercle qui lui correspond, la mesure se fait au moyen d'un appareil appelé opacimètre. De cette seule mesure on ne peut pas déduire l'éclat des étoiles. Pour étalonner la méthode on a eu soin de photographier sur un angle de la plaque, de petites plages qu'on sait être dans des rapports d'intensité connus.

Cette méthode devrait être abandonnée maintenant car les cercles représentant les étoiles ont rarement la même intensité lumineuse en tous leurs points, et les méthodes que nous allons décrire, particulièrement la méthode du cercle oculaire, ne présentent pas cet inconvénient et ont en outre l'avantage de s'étendre à des astres d'étendue finie.

Méthode du châssis mobile (Schraffier Kassette). — Cette méthode a été imaginée par Schwarzschild ⁽¹⁾, et a été employée pour dresser la Göttinger Aktinometrie. Elle consiste à prendre une pose au foyer et à déplacer pendant la pose le châssis photographique dans le plan focal au moyen d'un mécanisme, de telle manière que l'image de chaque étoile balaie une surface rectangulaire qui se trouve uniformément noircie ; on opère sur ces surfaces comme sur des images extrafocales.

La méthode du châssis mobile a sur celle des images extrafocales l'avantage de fournir plus sûrement des surfaces unifor-

⁽¹⁾ *Astron. Nachr.*, vol. 172, p. 65 (1906).

mément éclairées. On peut étalonner l'échelle de noircissement soit en appliquant la méthode des poses de durées différentes, soit au moyen d'une grille photométrique.

Méthode du cercle oculaire. — La méthode du cercle oculaire, ou de la plage pupillaire, est applicable seulement à des étoiles assez brillantes (10^e ou 11^e grandeur au plus dans un instrument de 60 centimètres d'ouverture la pose n'excédant pas quelques heures); elle a par contre l'avantage d'être applicable à des astres de dimensions angulaires finies.

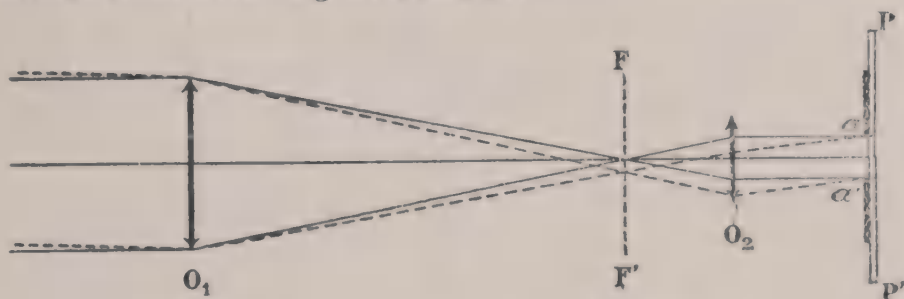


Fig. 9. — Schéma de la méthode du cercle oculaire.

Le cercle oculaire aa' est l'image de l'objectif O_1 dans l'oculaire O_2 . On place la plaque photographique en PP' . Un astre, même de dimensions apparentes finies donne en aa' une plage uniformément éclairée.

Considérons une lunette munie d'un oculaire, on sait que le cercle oculaire est l'image de l'objectif dans l'oculaire, son diamètre est ordinairement de l'ordre de 1 millimètre; toute la lumière d'une étoile observable dans l'instrument passe par le cercle oculaire et, c'est là un point important, ce cercle est uniformément éclairé. Son emplacement peut être marqué par une pièce métallique percée d'un trou.

Plaçons une plaque photographique dans le plan du cercle oculaire et dirigeons la lunette vers une étoile; à l'emplacement du cercle oculaire la plaque portera une plage circulaire uniformément noircie c'est de ce noircissement qu'on déduira l'éclat de l'astre.

Définissons exactement ce noircissement :

Soit une plage uniformément absorbante en tous ses points, faisons tomber perpendiculairement sur elle un faisceau lumineux, on appelle opacité de cette surface l'inverse de la fraction du flux lumineux qui traverse la plage.

On appelle noircissement, le logarithme (à base 10) de l'opacité.

Le noircissement est à peu près proportionnel au poids d'argent réduit.

On sait mesurer le noircissement d'une plaque au moyen de divers instruments appelés opacimètres que nous ne décrirons pas ; leur principe consiste à égaliser les intensités du flux lumineux qui a traversé la plaque et du flux lumineux incident en réduisant ce dernier dans une proportion connue.

Montrons maintenant comment, ayant mesuré les noircissements du cercle oculaire donnés par deux étoiles on peut évaluer les différences de magnitudes de ces astres.

Sur la plaque on produit une succession de plages auxiliaires par des éclaircissements qui sont dans des rapports connus. Un des procédés les plus simples pour obtenir ce résultat consiste à éclairer avec une même source et pendant le même temps une petite région de la plaque photographique en interposant un coin photométrique, c'est-à-dire un prisme de matière absorbante homogène sur le trajet des rayons lumineux.

Si E_0 est l'intensité incidente, E l'intensité transmise, z l'épaisseur du coin traversée, on a :

$$E = E_0 e^{-Kz}.$$

La constante K se détermine à l'opacimètre. Pour chacun des points de la plage obtenue on détermine z , on en déduit les rapports des éclaircissements E , donc les différences, $-2,5 \log \frac{E'}{E''}$ des magnitudes correspondantes à chacun des points de la plage de comparaison.

On dispose ainsi des noircissements N_1 et N_2 des cercles oculaires provoqués par les deux étoiles et des noircissements N' , N'' ... ainsi que des magnitudes m' , m'' .., d'un certain nombre de points de la plage de comparaison. On trace une courbe en portant en abscisses les N' , N'' .., en ordonnées les m' , m'' .. ; la différence des ordonnées des points d'abscisses N_1 et N_2 est la différence de magnitudes de deux étoiles.

Nous sommes ainsi en possession d'un moyen de détermination de la différence des magnitudes de deux étoiles, la magnitude d'une étoile, rapportée à la séquence internationale s'en déduit par comparaison avec une étoile de magnitude connue comme nous l'avons exposé à propos de la méthode des images focales.

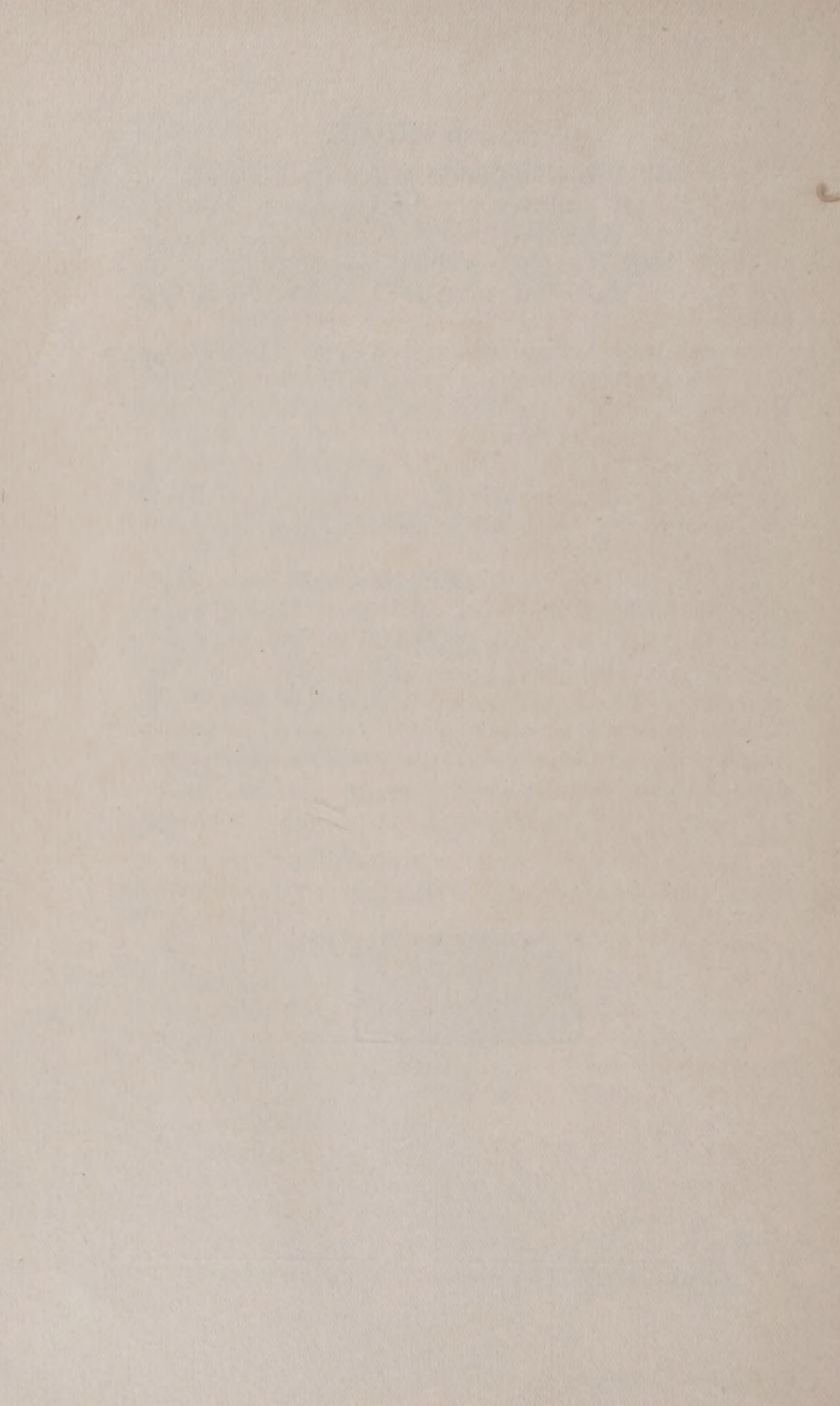
Ecran focal. Astre de dimensions finies. — Pour appliquer la méthode du cercle oculaire il ne faut pas négliger de placer dans le plan focal un écran percé d'un trou, laissant passer la lumière de l'étoile étudiée et arrêtant celle des autres étoiles du champ qui, sans cet écran, viendraient contribuer au noircissement du cercle oculaire.

On peut définir la magnitude totale d'un astre de dimensions finies (amas, nébuleuse) comme celle d'une étoile, l'intensité E qui intervient dans la formule est l'intensité de la lumière émise par tous les points de l'astre.

La méthode du cercle oculaire permet sans modification de déterminer la magnitude totale d'un amas par exemple, il suffit que l'écran focal ait un diamètre légèrement supérieur à celui de l'amas.

André Couder a signalé un moyen de mesurer commodément l'intensité lumineuse d'un astre entre deux longueurs d'ondes fixées. Elle consiste à utiliser la méthode du cercle oculaire en plaçant devant l'objectif un prisme qui donne dans le plan focal un spectre de l'étoile ; au moyen d'un écran placé dans ce plan, on coupe le spectre aux longueurs d'ondes voulues et seule parvient dans le cercle oculaire la partie de la lumière de l'étoile de longueur d'onde comprise entre les limites fixées.





LIBRAIRIE SCIENTIFIQUE HERMANN ET C^{ie}

6, rue de la Sorbonne, Paris V^e

P. AUGER. L'effet photo-électrique des rayons X.....	5 fr.
E. BLOCH. L'ancienne et la nouvelle théorie des quanta.....	90 fr.
MARCEL BOLL. Exposé électronique des lois de l'électricité.....	15 fr.
— L'idée générale de la mécanique ondulatoire et de ses premières applications	15 fr.
— L'électron et les phénomènes chimiques.....	5 fr.
— La synthèse des ondes et des corpuscules, d'après l'ouvrage de K. DARROW, 1931.....	10 fr.
LEON BRILLOUIN. Les nouvelles statistiques quantiques. Les électrons dans les métaux	5 fr.
L. DE BROGLIE. Recueil d'exposés sur les ondes et corpuscules, broché ..	20 fr.
Relié	30 fr.
— Introduction à l'étude de la mécanique ondulatoire, broché	85 fr.
Relié.....	95 fr.
— Théorie de la quantification dans la nouvelle mécanique.	70 fr.
CAMPBELL. La théorie électrique moderne. Théorie électronique.....	50 fr.
— La relativité. Théorie quantique des spectres.....	25 fr.
— La structure de l'atome.....	28 fr.
CHWOLSON. Traité de physique en 14 fascicules et deux suppléments..	823 fr.
EDDINGTON. Etoiles et atomes.....	35 fr.
RENÉ FORTRAT. Introduction à l'étude de la physique théorique, 7 fasci- culs. Chaque fascicule broché.....	10 fr.
Relié.....	14 fr.
VICTOR HENRI. Physique moléculaire, Matière et Energie.....	110 fr.
VICTOR HENRI. Structure des molécules.....	30 fr.
MIE. Principe de la théorie Einsteinienne et de la gravitation.....	10 fr.
H. OLLIVIER. Cours de physique générale (3 ^e édition) :	
Tome I	85 fr.
Tome II	65 fr.
Tome III	100 fr.
MAX PLANCK. Thermodynamique	45 fr.
PERRY. Mécanique appliquée, en 2 volumes.....	100 fr.
RICHARD P. La gamme.....	28 fr.
THOMPSON (S.). Radiations visibles et invisibles	25 fr.
THOMPSON (Sir J. J.). Les rayons d'électricité positive	30 fr.
WOLFERS. Eléments de la physique des rayons X	25 fr.
— Sur quelques nouvelles propriétés de la lumière et des rayons X.	14 fr.

LIBRAIRIE SCIENTIFIQUE HERMANN ET C^{ie}
6, rue de la Sorbonne, Paris V^e

Actualités Scientifiques et Industrielles

Série 1929, 1930, 1930 :

(Voir deuxième page de la couverture).

Série 1932 :

XXXI. L. DE BROGLIE. Généralisation des relations d'incertitude.....	6 fr.
XXXII. IRÈNE CURIE et F. JOLIO. L'existence du neutron.....	6 fr.
XXXIII. JEAN-LOUIS DESTOUCHES. Etat actuel de la théorie du neutron.....	18 fr.
XXXIV. S. ROSENBLUM. Origine des rayons gamma ; structure fine du spectre magnétique des rayons alpha.....	12 fr.
XXXV. A. MAGNAN. Premiers essais de cinématographie ultra-rapide.....	15 fr.
XXXVI. A. SAINTE-LAGUE. Probabilités et morphologie.....	6 fr.
XXXVII. N. MARINESCO. Influence des facteurs électriques sur la végétation.....	7 fr.
XXXVIII. ANDRÉ GEORGE. Mécanique quantique et causalité.....	6 fr.
XXXIX. L. BRILLOUIN. Notions de mécanique ondulatoire ; les méthodes d'approximation.....	10 fr.
XL. E. BAUER. Critique des notions d'éther, d'espace et de temps, cinématique de la relativité.....	7 fr.
XLI. F. PERRIN. La dynamique relativiste et l'inertie de l'énergie.....	8 fr.
XLII. L. DE BROGLIE. Conséquences de la relativité dans le développement de la mécanique ondulatoire.....	6 fr.
XLIII. G. DARMOIS. La théorie Einsteinienne de la gravitation, les vérifications expérimentales.....	7 fr.
XLIV. E. CARTAN. Le parallélisme absolu et la théorie unitaire du champ..	6 fr.
XLV. P. LANGEVIN. La relativité, conclusion générale.....	6 fr.
XLVI. A. MAGNAN. Cinématographie jusqu'à 12.000 vues par seconde.....	15 fr.
XLVII. CH. FRAIPONT et SUZANNE LECLERQ. L'évolution, adaptations et mutations. Berceaux et migrations.....	9 fr.
XLVIII. CH. FRAIPONT. Adaptations et mutations. Position du Problème..	6 fr.
XLIX. HANS REICHENBACH. La philosophie scientifique ; vues nouvelles sur ses buts et ses méthodes.....	10 fr.
L. P. SWINGS. Les bandes moléculaires dans les spectres stellaires.....	7 fr.
LI. H. BRASSEUR. Structure et propriétés optiques des carbonates.....	7 fr.

Série 1933 :

52. G. URBAIN. La symbolique chimique, Première partie.....	12 fr.
53. G. URBAIN. La coordination des atomes dans la molécule et la symbolique chimique. Deuxième partie.....	12 fr.
54. M. CHATELET. Spectres d'absorption visibles et ultra-violet des solutions.	7 fr.
55. L. LEPRINCE-RINGUET. Les transmutations artificielles : particules alpha, neutrons, protons, rayons cosmiques.....	15 fr.
56. E. NÉCULCÉA. Sur la théorie du rayonnement.....	7 fr.
57. G. FOURNIER et M. GUILLOT. Sur l'absorption exponentielle des rayons β du radium E.....	10 fr.
58. JEAN PERRIN. La recherche scientifique.....	6 fr.
59. L. BRILLOUIN. La diffraction de la lumière par des ultra sons.....	10 fr.
60. A. MAGNAN et A. SAINTE-LAGUE. Le vol au point fixe.....	10 fr.
61. M. PRETTE. L'inflammation et la combustion explosive au milieu gazeux. Première partie : Hydrogène et oxyde de carbone.....	15 fr.
62. P. CURIE. Les rayons α , β , γ , des corps radioactifs en relation avec la structure nucléaire.....	12 fr.
63. H. MINEUR. L'Univers en expansion.....	12 fr.
64. T. CAHN. Les phénomènes biologiques dans le cadre des sciences exactes.	6 fr.
65. A. MAGNAN et A. PLANIOL. Sur l'excédent de puissance des oiseaux.....	8 fr.
66. A. MAGNAN et A. PLANIOL. Sur l'excédent de puissance des insectes.....	8 fr.
67. J. TRILLAT. Organisation et principes de l'enseignement en U. R. S. S.	12 fr.
68. E. MEYERSON. Réel et déterminisme dans la physique quantique.....	10 fr.
69. P. URBAIN. Les sciences géologiques et la notion d'état colloïdal.....	18 fr.
70. L. GOLDSTEIN. Les théorèmes de conservation dans la théorie des choc électroniques.....	9 fr.
71. L. BRILLOUIN. La méthode du champ self-consistant.....	12 fr.
72. E. CARTAN. Les espaces métriques fondés sur la notion d'aire.....	12 fr.
73. P. SWINGS. Molécules diatomiques. Études des termes spectraux.....	12 fr.
74. P. SWINGS. Spectres moléculaires. Étude des molécules diatomiques.....	14 fr.
75. G. CHAMPETIER. La structure de la cellulose dans ses rapports avec la constitution des sucres.....	8 fr.
76. R. CARNAP. L'anneleenne et la nouvelle logique.....	8 fr.
78. VERA DANTCHAKOFF. Le devenir du sexe.....	15 fr.